Photometrische und spektroskopische Untersuchungen an vier südlichen Röntgendoppelsternen

DISSERTATION
zur Erlangung des Grades eines Doktors
der Naturwissenschaften

der Fakultät für Physik
der Eberhard-Karls-Universität zu Tübingen

vorgelegt von
Eberhard Schulz-Lüpertz
aus Balingen
1979

Photometrische und spektroskopische Untersuchungen an vier südlichen Röntgendoppelsternen

DISSERTATION
zur Erlangung des Grades eines Doktors
der Naturwissenschaften

der Fakultät für Physik
der Eberhard-Karls-Universität zu Tübingen

vorgelegt von
Eberhard Schulz-Lüpertz
aus Balingen
1979

UNIV.
LEIDEN
BIBL.

Tag der mündlichen Prüfung : 23. Januar 1979

Dekan : Prof. Dr. H. Mauder

1. Berichterstatter : Prof. Dr. H. Mauder

2. Berichterstatter : Prof. Dr. M. Grewing

Für Renate

Inhaltsverzeichnis

1. Einleitung 1

2. Parameterbestimmung bei Röntgendoppelsternen 4

3. Beobachtungen
   3.1 Beobachtungskampagnen 1o
   3.2 Reduktion der photometrischen Daten 11
   3.3 Auswertung der Spektren 15

4. Krzemińskis Stern (Cen X-3)
   4.1 Beobachtungsbild 16
   4.2 Optische Lichtkurven 17
   4.3 Suche nach optischen Pulsen 23

5. WRA 977 (4U 1223-62)
   5.1 Beobachtungsbild 26
   5.2 Optische Lichtkurven 27
   5.3 Radialgeschwindigkeitskurve 3o
   5.4 Diskussion 32
   5.5 Optische Pulsationen 41

6. HD 77581 (Vela X-1)
   6.1 UBV - Lichtkurven 43
   6.2 RG - Kurve 47
   6.3 Diskussion 51

7. HD 153919 (4U 17oo-37)
   7.1 UBV - Lichtkurven 55
   7.2 RG - Kurve 59
   7.3 Diskussion 64

8. Zusammenfassung 7o

9. Literaturverzeichnis 72

1o. Anhang 76

1. Einleitung

Die Entwicklung der Raketen- und Satellitentechnik hat der Astronomie neue Spektralbereiche erschlossen, die der erdgebundenen Beobachtung wegen der Absorption durch die Atmosphäre nicht zugänglich sind, insbesondere den Röntgen- und fernen UV - Bereich. Vor allem im Röntgengebiet wurde dabei eine Vielzahl neuartiger Objekte entdeckt, von denen bisher etwa zwei Dutzend mit Doppelsternsystemen identifiziert werden konnten. Bei diesen Doppelsternen umkreist die Röntgenquelle, die ein kompaktes Objekt ist, also ein Weißer Zwerg, ein Neutronenstern oder ein Schwarzes Loch, einen normalen Stern.

Die Röntgendoppelsterne können in zwei Gruppen eingeteilt werden, die sich vor allem durch die Art ihrer optischen Komponente unterscheiden. Die erste Gruppe hat Primärsterne von spätem Spektraltyp, deren Masse vergleichbar der des kompakten Objekts ist. Der Prototyp dieser Gruppe ist das System Her X-1/HZ Herculis.

Die Röntgendoppelsterne, die bei der vorliegenden Arbeit untersucht werden, gehören alle zur zweiten Gruppe, die durch ein einheitliches "Standard - Modell" beschrieben werden kann. Die Primärkomponente ist ein massereicher Riesenstern frühen Spektraltyps. P Cygni-Profile und Emissionslinien in seinem Spektrum deuten auf eine expandierende Atmosphäre hin, wobei durch den starken stellaren Wind ein hoher Massenverlust auftritt. Die kompakte Röntgenquelle umkreist die optische Komponente in einem Abstand von typisch zwei Radien des Primärsterns oder weniger. Sie bewegt sich dabei mit Überschallgeschwindigkeit durch den Sternwind, also praktisch durch die äußerste Hülle der optischen Komponente. Um das kompakte Objekt herum entsteht eine Schockfront, in der die Materie abgebremst und dadurch "eingefangen" wird. Diese akkretierte Materie trifft wegen des hohen Gravitationspotentials an der Oberfläche des kompakten Objekts mit großer Geschwindigkeit auf. Wenn die Röntgenquelle ein Neutronenstern oder Weißer Zwerg ist, kann man die Existenz eines Magnetfeldes annehmen. Die elektrisch

geladenen Teilchen der akkretierten Materie werden sich entlang der Feldlinien bewegen und daher bei Annäherung an das kompakte Objekt in einer schmalen Säule über den magnetischen Polen gebündelt. Die beim Auftreffen freiwerdende kinetische Energie heizt die Materiewolke unmittelbar über der Oberfläche an den magnetischen Polen auf und wird als thermische Röntgenstrahlung emittiert. In Richtung senkrecht zur Oberfläche wird diese Röntgenstrahlung vom einfallenden Materiestrom absorbiert, so daß sie nur in einem schmalen fächerartigen Bereich parallel zur Oberfläche entweichen kann. Wenn der magnetische Dipol gegen die Rotationsachse geneigt ist, überstreicht dieser Emissionsbereich die Richtung zum Beobachter nur während eines Bruchteils der Umdrehung des Röntgenemitters, so daß die Röntgenstrahlung aufgrund eines "Leuchtturm - Effekts" gepulst erscheint.

Bei der Bestimmung der Parameter eines solchen Doppelsternsystems steht vor allem die Massenbestimmung für beide Komponenten im Vordergrund. Dabei ist diese Frage außer zur Beschreibung des jeweiligen Systems noch von weiterreichendem theoretischen Interesse. So können zum Beispiel aufgrund von kombinierten Aussagen der Kernphysik und der Allgemeinen Relativitätstheorie Einschränkungen für die Massen von Neutronensternen gemacht werden. Wenn das kompakte Objekt ein Neutronenstern ist, lassen sich an den beobachteten Massenwerten diese Vorhersagen und damit die zugrunde liegenden Theorien überprüfen. Außerdem enthalten die für beide Komponenten beobachteten Massen Informationen über die Sternentwicklung. Bei ihrer Entwicklung beeinflussen sich die Komponenten von engen Doppelsternen gegenseitig, insbesondere durch Massenaustausch. Der Vergleich des gegenwärtigen Entwicklungszustandes beider Systemkomponenten mit theoretischen Entwicklungsrechnungen bietet die Möglichkeit, diese Theorien nachzuprüfen. Dabei sind die Röntgendoppelsterne von besonderem Interesse, weil bei ihnen eine Komponente bereits die Endstadien der Sternentwicklung durchlaufen hat, in deren Verlauf das kompakte Objekt entstanden ist.

Das Auftreten von Röntgenstrahlung wird im Standard-Modell durch die Existenz des stellaren Windes der Primärkomponente erklärt. Die Aktivitäten dieses Sternwindes beeinflussen in verschiedener Weise die Beobachtungen. Ein stärkerer Sternwind bewirkt, daß sich die Dichte der zirkumstellaren Materie erhöht und dadurch für die Röntgenstrahlung optisch dick wird, d.h. die Röntgenstrahlung wird absorbiert und die Quelle damit für den Beobachter inaktiv. Gleichzeitig können durch Absorptions- und Emissionsvorgänge in dem dichteren zirkumstellaren Medium auch die optische Strahlung des Systems beeinflussen. Da der Sternwind durch den Strahlungsdruck erzeugt wird, spiegeln seine Aktivitäten direkt auch Schwankungen der optischen Strahlung des Primärsterns wider. Diese beobachteten Variabilitäten sind zwar typisch für frühe Riesensterne, sie erschweren aber auch erheblich die Bestimmung der Systemparameter. Erst durch langfristige Beobachtungen können "mittlere" Eigenschaften der Systeme festgelegt werden.

Zu diesem Zweck wurden im Rahmen mehrerer Beobachtungsaufenthalte bei der Europäischen Südsternwarte in Chile die optischen Komponenten von vier Röntgendoppelsternen photometrisch und spektroskopisch beobachtet, und zwar HD 77581 (Vela X-1), HD 153919 (4U 17oo-37), WRA 977 (4U 1223-62) und Krzemińskis Stern (Centaurus X-3).

Zur Untersuchung der Parameter dieser Röntgendoppelsterne steht eine Reihe von Methoden zur Verfügung, die in Kapitel 2 dieser Arbeit näher beschrieben werden. In Kapitel 3 werden nähere Angaben zu den Beobachtungskampagnen gemacht und die Verfahren zur Reduktion der Meßwerte erläutert. In den darauffolgenden Kapiteln werden schließlich die vier genannten Röntgendoppelsterne auf der Grundlage der vorliegenden optischen Beobachtungen im Einzelnen untersucht.

Das Ziel dieser Arbeit ist es, das bisher bekannte Beobachtungsbild von diesen Röntgenquellen durch weitere optische Beobachtungsergebnisse zu vervollständigen. Sie soll damit zur Bestimmung der Systemparameter und damit zusammenhängender Eigenschaften dieser Röntgendoppelsterne beitragen; besonderes Interesse gilt dabei aus den genannten Gründen der Massenbestimmung beider Komponenten.

2. Parameterbestimmung bei Röntgendoppelsternen

Die Grundzüge der Modellvorstellungen von Röntgendoppelsternen wurden in der Einleitung skizziert. Eingehendere Darstellungen dieses "Standard-Modells" sind z.B. bei Davidson & Ostriker (1973), Blumenthal & Tucker (1974) sowie Avni & Bahcall (1975) zu finden. Durch die zusätzliche Information aus dem Röntgenbereich bestehen bei den Röntgendoppelsternen im Prinzip mehr Möglichkeiten als bei normalen photometrischen Doppelsternsystemen, Aussagen über die Systemparameter zu machen. Im folgenden werden die Methoden geschildert, nach denen man aus photometrischen und spektroskopischen Beobachtungsdaten des optischen Spektralbereichs zusammen mit den Röntgendaten Werte für diese Parameter ableiten kann. Hinweise auf die Originalliteratur zu den verschiedenen Methoden finden sich z.B. bei Bahcall (1978).

Wie in Kapitel 1 ausgeführt wurde, ist man vor allem an einer möglichst genauen Massenbestimmung für die beiden Komponenten interessiert. Bei Doppelsternsystemen besteht die Möglichkeit, die Massen über die Keplerschen Gesetze direkt zu berechnen. Dazu müssen die Bahnelemente bekannt sein. Um sie zu bestimmen, sind insbesondere die Radialgeschwindigkeits (RG)-Kurven der beiden Komponenten geeignet. Der Zusammenhang zwischen der RG-Variation und den Bahnparametern lautet

$$RG = V_o + K \cdot (\cos(v+\omega) + e \cdot \cos\omega) \qquad (2-1)$$

Die Wahre Anomalie v ist dabei bestimmt durch

$$\tan\frac{v}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \cdot \tan\frac{E}{2} \qquad (2-2)$$

mit

$$M = E - e \cdot \sin E = \frac{2\pi}{P} \cdot (t - t_o) \qquad (2-3)$$

Dabei sind V_o = RG des Systemschwerpunkts (km/sec), K = Halbamplitude der RG-Variation (km/sec), e = Bahnexzentrizität, ω = Lage des Periastrons, P = Bahnperiode, t_o = Zeit des Periastron-durchgangs sowie M und E die Mittlere bzw. Exzentrische Anomalie.

Die RG - Kurve ist durch die sechs Parameter V_o, K, e, ω, P und t_o vollständig bestimmt. Die RG - Kurve der optischen Komponente wird aus den Dopplerverschiebungen der stellaren Spektrallinien abgeleitet. Die Vermessung der Spektrogramme wird in Kapitel 3 beschrieben. Um die Parameter aus den beobachteten RG - Kurven zu berechnen, muß iterativ vorgegangen werden. Dazu steht am Institut ein nichtlineares Ausgleichsprogramm zur Verfügung, das an die Beobachtungsdaten eine beliebige Funktion anpassen kann. Dieses Fit-Programm ist mit den für die RG - Kurven notwendigen Unterprogrammen bei Ammann (1978) beschrieben. In der vorliegenden Arbeit werden vier Varianten dieses Programms benutzt. Sie sind in Tabelle 1 näher beschrieben.

Tabelle 1: RG-Fitprogramme und ihre Leistungen

Name	Vorzugebende Parameter	Variierte Parameter	Bemerkungen
NLS2	t_o, P	v_o, K	e=o; Kreisbahn
NLS5	t_o, P	v_o, K, ω, e	
NLS6	P	v_o, K, ω, e, t_o	
NLS8	t_o, p, ω, e	v_o, K	

Wenn die Röntgenquelle pulsiert, läßt sich auch für sie eine RG - Kurve ableiten, da dann die Pulsperiode ebenfalls wegen der Dopplerverschiebung aufgrund des Bahnumlaufs systematische Variationen erfährt.

Aus den RG - Parametern läßt sich die projezierte große Halbachse der Bahn der betreffenden Komponente berechnen:

$$a \cdot \sin i = \frac{KP}{2\pi} \cdot \sqrt{1 - e^2} \qquad (2 - 4)$$

Die Bahnneigung i ist der Winkel zwischen der Bahnebene und der Tangentialebene senkrecht zum Visionsradius.

Sind die RG-Kurven beider Komponenten bekannt ("Zwei-Linien-Spektrum", z.B. bei Vela X-1), läßt sich das Massenverhältnis q angeben:

$$q = \frac{M_x}{M_{opt}} = \frac{a_{opt} \cdot \sin i}{a_x \cdot \sin i} = \frac{K_{opt}}{K_x} \qquad (2-5)$$

M_x = Masse des kompakten Objekts, M_{opt} = Masse des Primärsterns.

Kennt man dagegen nur die RG-Kurve einer Komponente, läßt sich auch nur ein Zusammenhang zwischen den beiden Massen und der Bahnneigung i angeben, die sogenannte Massenfunktion f(M). Sind die Bahnelemente der optischen Komponente bekannt (z.B. im Fall HD 153919), lautet sie

$$f_{opt}(M) = \frac{M_x^3 \cdot \sin^3 i}{(M_x + M_{opt})^2} = \frac{4\pi^2}{GP^2} \cdot (a_{opt} \cdot \sin i)^2$$

$$= \frac{K_{opt} \cdot P}{2\pi G} \cdot (1 - e^2)^{3/2} \qquad (2-5)$$

Ist umgekehrt nur die RG-Kurve des Röntgenobjekts bekannt, wie z.B. bei Cen X-3, läßt sich eine entsprechende Massenfunktion $f_x(M)$ angeben, die man auch in eine Bestimmungsgleichung für die Masse der kompakten Röntgenquelle umformen kann:

$$M_x = f_x(M) \cdot \frac{q(1+q)^2}{\sin^3 i} \qquad (2-6)$$

In keinem Fall aber können aus den RG-Kurven die Massen unabhängig von der Bahnneigung i berechnet werden. Es sind daher weitere, davon unabhängige Bestimmungsstücke nötig, um den Variationsbereich der Parameter einzuschränken.

Eine Möglichkeit hierzu bieten die optischen Lichtkurven. Wegen des geringen Abstands der beiden Komponenten ist die Photosphäre des Primärsterns i.a. merklich deformiert. Dadurch kommt es infolge des Bahnumlaufs zu einem Rotationslichtwechsel, da der

Beobachter zu verschiedenen Bahnphasen unterschiedliche Teile der Sternoberfläche sieht. Die Amplituden dieses Lichtwechsels hängen zum einen von den physikalischen Parametern der Primärkomponente ab (effektive Temperatur, Oberflächengravitation, Radius, Masse), zum andern aber auch vom Abstand und vom Massenverhältnis der beiden Komponenten sowie von der Bahnneigung i. Umgekehrt können diese Parameter durch Vergleich der beobachteten mit theoretisch berechneten Lichtkurven bestimmt werden. Dazu steht am Institut ein Computerprogramm zur Verfügung, das synthetische Lichtkurven berechnet und durch Variation der Parameter an die beobachteten Daten anpaßt (Ammann, 1976). Die Sternoberflächen werden bei diesen Rechnungen durch die Geometrie des Roche - Modells dargestellt, d.h. die Photosphäre der optischen Komponente entspricht danach einer Fläche konstanten Potentials, das sich aus Rotations- und Gravitationspotential zusammensetzt. Dabei wird angenommen, daß der Primärstern synchron zum Bahnumlauf rotiert (gebundene Rotation). Der Berechnung des Strahlungsflusses liegen bei diesem Programm stark vereinfachte Modellvorstellungen von der Sternatmosphäre zugrunde,wie z.B. die Annahme lokalen thermodynamischen Gleichgewichts (LTE) und planparalleler Atmosphärenschichtung. Wie sich in den folgenden Kapiteln aber zeigen wird, sind bei den hier behandelten Riesensternen frühen Spektraltyps gerade die Voraussetzungen bezüglich Geometrie und Atmosphärenmodell i.a. nicht erfüllt, so daß diese Methode nur mit Einschränkungen angewendet werden kann.

Eine weitere Möglichkeit zur Bestimmung der Bahnneigung i besteht, wenn die Röntgenquelle während des Bahnumlaufs von der Primärkomponente bedeckt wird. Es besteht ein Zusammenhang zwischen Bedeckungsdauer, Abstand und Massenverhältnis sowie der Bahnneigung, der aber ebenfalls wieder von Annahmen über die Geometrie abhängt und damit nicht eindeutig ist. Schließlich kann auch noch aus dem Spektraltyp der Primärkomponente deren Masse grob abgeschätzt werden.

Ein grundlegendes Problem ist die Frage nach der Art des kompakten Objekts. Alle vier Röntgenquellen der vorliegenden Arbeit zeigen regelmäßige Pulsationen, so daß gemäß dem Standard - Modell als kompaktes Objekt nur ein Weißer Zwerg oder ein Neutronenstern in Frage kommt. Bei der Entscheidung hierüber liefert wiederum die Massenbestimmung ein wesentliches, wenn auch nicht allein entscheidendes Kriterium. Für die Massen der kompakten Objekte bestehen die in Kapitel 1 erwähnten theoretischen Einschränkungen. Die obere Grenzmasse für Weiße Zwerge folgt aus den Zustandsgleichungen für entartetes Elektronengas und beträgt 1.44 $M_\odot$ (Chandrasekharsche Grenzmasse; Weidemann, 1968). Die obere Massengrenze für Neutronensterne liegt in derselben Größenordnung (Oppenheimer-Volkoff-Grenze; Cameron, 197o); je nach Modellannahmen über das Verhalten der Materie bei hohen Dichten ergeben sich unterschiedliche Werte. Nach neueren Modellrechnungen sind auch Massen um 2 $M_\odot$ möglich (Malone et al., 1975; Bowes et al., 1976). Im Überschneidungsbereich müssen daher andere Kriterien als die Massen zur Unterscheidung zwischen Neutronensternen und Weißen Zwergen herangezogen werden. Wesentliche Informationen dafür enthalten die Röntgenpulse, vor allem ihre Periodenlänge und die in ihnen enthaltene Energie (Davidson & Ostriker, 1973). Diese Röntgenpulsationen können sich auch auf den optischen Bereich auswirken. Ein erheblicher Anteil (bis zu 1o%) der gepulsten Röntgenstrahlung trifft auf die Oberfläche des Begleitsterns. Von dieser Energie wird ein Teil im optischen Bereich ebenfalls gepulst wieder abgestrahlt. Wie Chester (1978) dargelegt hat, stellen diese optischen Pulsationen eine weitere Informationsquelle für die Systemparameter dar: ihre Amplitude z.B. hängt von der Leuchtkraft der Röntgenquelle relativ zur Leuchtkraft des Primärsterns ab sowie von den physikalischen Verhältnissen in der Atmosphäre der optischen Komponente; ihre Periode ist gegenüber den Röntgenpulsen dopplerverschoben und hängt dabei u.a. vom Massenverhältnis im System ab; die Pulsform schließlich variiert mit der Bahnperiode und läßt dadurch Rückschlüsse auf die geometrische Struktur des Primärsterns zu. Wie sich auch

im folgenden zeigen wird, ist es allerdings schwierig, diese optischen Pulse zu messen, da die in ihnen enthaltene Energie i.a. weniger als 1% der gesamten optischen Leuchtkraft beträgt.

Weitere Methoden, die vor allem den Röntgenbereich betreffen, sind bei Bahcall (1978) genannt, so daß es insgesamt im Prinzip eine ganze Reihe von Möglichkeiten gibt, die Systemparameter von Röntgendoppelsternen zu bestimmen. In der Praxis treten dabei aber verschiedene, z.T. erhebliche Schwierigkeiten auf. So ist z.B. die Strahlung im optischen wie im Röntgenbereich wegen der starken Aktivitäten des Primärsterns häufig unregelmäßigen Schwankungen unterworfen; auch sind, wie schon erwähnt, die den Rechnungen zugrunde liegenden Modellvorstellungen häufig nur grobe Näherungen. Aus diesen Gründen können in den meisten Fällen keine eindeutigen Werte für die einzelnen Systemparameter, insbesondere die Massen, abgeleitet werden, so daß nur aus kombinierten Ergebnissen aller verfügbaren Methoden Variationsbereiche für diese Parameter angegeben werden können.
Diese Probleme werden, soweit sie relevant sind, in den folgenden Kapiteln im Zusammenhang mit dem jeweiligen Einzelfall näher diskutiert.

3. Beobachtungen

3.1 Beobachtungskampagnen

Die vorliegenden Beobachtungsdaten wurden in den Jahren 1976 bis 1978 bei verschiedenen Beobachtungsaufenthalten auf der Europäischen Südsternwarte (ESO), La Silla, Chile, gewonnen. Tabelle 2 gibt eine Übersicht über Zeiten, Instrumente und Beobachter bei diesen Kampagnen.

Tabelle 2: Beobachtungskampagnen

Zeit	Instrumente	Bez.	Beobachter
11.3.-1.4.76	ESO 5ocm Tel.,1.5m Tel.	M2	H.Mauder
1.4. -2.5.76	ESO 5ocm Tel.,Dän.5ocm Tel.	S1	E.Schulz-Lüpertz
24.6.-7.7.77	ESO 1m Tel., 1.5m Tel.	S2	E.Schulz-Lüpertz
21.12.77-3.1.78	ESO 1m Tel., 1.5m Tel.	S3	E.Schulz-Lüpertz

Außerdem standen noch photometrische Daten zur Verfügung, die H.Mauder im März / April 1974 (Kampagne M1) ebenfalls am ESO 1m Teleskop erhalten hatte. Im folgenden werden für die verschiedenen Beobachtungsserien die Kurzbezeichnungen M1, M2, S1 bis S3 verwendet.

Neben anderen Objekten wurden bei diesen Kampagnen die optischen Komponenten von vier Röntgendoppelsternen photometrisch und spektroskopisch beobachtet. Diese Sterne sind in Tabelle 3 zusammengefaßt. Die Angaben sind größtenteils dem vierten UHURU - Katalog (Forman et al., 1978) entnommen. Die visuelle Helligkeit m_v ist in Größenklassen (mag) angegeben.

Tabelle 3: Beobachtete Röntgendoppelsterne

Röntgenquelle	Optische Komponente	α_{1950}	δ_{1950}	m_v	Spektral typ
4U 0900-40 (VelX-1)	HD 77581	$9^h00^m13^s$	-40°21' 25"	6.9	Bo.5 Ib
4U 1118-60 (CenX-3)	Krzemińskis Stern	11 19 03	-60 21 00	13.4	O9 var
4U 1223-62	WRA 977	12 23 49	-62 29 36	10.8	B1.5 Ia
4U 1700-37	HD 153919	17 00 33	-37 46 29	6.6	O6.5f

Die photometrischen Beobachtungen wurden im UBV - System entsprechend den Standard - Meßsätzen nach Ardeberg & Middelburg (1975) im Photonenzählmodus durchgeführt. Bei den spektroskopischen Beobachtungen kam der Coudé - Spektrograph des ESO 1.5m Teleskops zum Einsatz. Zur numerischen Auswertung der Beobachtungsdaten standen die Computer des Zentrums für Datenverarbeitung der Universität Tübingen zur Verfügung (CD 3300 und TR 440).

3.2 Reduktion der photometrischen Beobachtungsdaten

Die Empfindlichkeit des Photometers hängt von den Umgebungsverhältnissen, insbesondere von der Temperatur (Kühlung) ab und schwankt daher im Laufe der Nacht. Diese Schwankungen liegen i.a. unter 5% und erfolgen langsam. Bei den eigentlichen Veränderlichenmessungen relativ zu einem konstanten Vergleichsstern spielen sie daher praktisch keine Rolle, da sie durch die Differenzenbildung eliminiert werden. Bedeutung erlangen sie aber bei Absolutmessungen, etwa bei der Bestimmung der Extinktionskoeffizienten oder den Messungen zur Farbsystemtransformation. Um diese Einflüsse instrumenteller Empfindlichkeitsschwankungen weitgehend auszuschließen, wurde im Laufe jeder Beobachtungsnacht in Abständen von ca. einer Stunde eine im Photometerkopf eingebaute Standard - Lichtquelle (Cherenkov - Strahler) gemessen. Es wird vorausgesetzt, daß die Intensität dieser Eichquelle innerhalb einer Beobachtungskampagne konstant ist. Die Meßwerte werden auf einen (beliebigen) mittleren Wert normiert; mit Hilfe einer Spline - Interpolation wird aus diesen Stützwerten die

Empfindlichkeitskurve für das Instrument rekonstruiert. In den folgenden Reduktionsprogrammen wird nun jeder Meßwert durch die für den Beobachtungszeitpunkt berechnete relative Instrumentenempfindlichkeit dividiert. Dadurch wird innerhalb jeder Beobachtungsserie ein möglichst einheitlicher Bezugspunkt geschaffen.

Die Reduktion der photometrischen Daten folgt im wesentlichen den bei Hardie (1962) angegebenen Methoden. Dazu wurde eine Reihe von Computerprogrammen geschrieben, mit deren Hilfe diese Reduktion schrittweise durchgeführt werden kann.

Die Extinktionskoeffizienten wurden für jede Nacht bestimmt. Dazu wurde jeweils ein Sternpaar mit stark unterschiedlichen Farbindizes über einen möglichst weiten Bereich von Zenitdistanzen in jeder Nacht mehrfach gemessen. Das Programm RED 4 berechnet die zugehörige Luftmasse LM entsprechend dem Näherungspolynom (Hardie, 1962):

$$LM = \sec z - 0.00018167(\sec z - 1) - 0.00285(\sec z - 1)^2 - 0.000883(\sec z - 1)^3 ;$$

z = Zenitdistanz.

Die Photonenzählraten werden nach Abzug der Hintergrundsintensität in Größenklassen (mag) umgerechnet. Nach der Theorie der Extinktion ergibt sich in den relevanten Bereichen ($z > 60^o$) eine lineare Beziehung zwischen Helligkeit m und Luftmasse LM:

$$m_i = m_i\,(LM_i) = m_o + k_i \cdot LM_i$$

bzw. entsprechend für den Farbindex C:

$$C_j = C_j\,(LM_j) = C_o + k_j \cdot LM_j$$

$i = v,b,u$; $j = b-v,\ u-b$; C_o, m_o = extraterrestrische Werte ($LM = o$). Aus den Wertepaaren (m_i, LM_i) wird zunächst für jede Nacht durch linearen Ausgleich die extraterrestrische Helligkeit m_o bestimmt. Dieser Wert sollte für alle Nächte gleich sein, da er unabhängig von atmosphärischen Einflüssen ist. In der Praxis ergeben sich jedoch in weniger guten Nächten oder wenn nur wenige Messungen pro Nacht vorliegen wegen der Streuung der Meßwerte zum Teil

erhebliche Abweichungen. Daher wurden entsprechend einem Vorschlag von Weaver (1952) aus den Daten der photometrisch guten Nächte innerhalb einer Beobachtungsserie Mittelwerte für die extraterrestrischen Helligkeiten und Farben $(\bar{m}_o, \bar{C}_o)$ der beiden Extinktionssterne im Instrumentensystem gebildet.

Das Reduktionsprogramm RED 5 führt dann nocheinmal dieselbe Prozedur durch wie RED 4 , zusätzlich wird jedoch $(\bar{m}_o, o)$ bzw. $(\bar{C}_o, o)$ als weiteres Wertepaar für den linearen Ausgleich herangezogen. Dabei werden nun auch (als Steigung der Ausgleichsgeraden) die Extinktionskoeffizienten k für die beiden Sterne bestimmt. Der Extinktionskoeffizient für einen bestimmten Stern hängt von der Energieverteilung im Sternspektrum, also vom Farbindex, ab:

$$k = k_1 + k_2 \cdot C.$$

Daher werden im Programm RED 5 anschließend auf der Basis der zuvor berechneten mittleren extraterrestrischen Farbindizes beider Sterne die farbunabhängigen und farbabhängigen Anteile k_1 und k_2 der Extinktionskoeffizienten bestimmt, d.h. die k - Werte in den Gleichungen

$$m_i = m_{oi} + (k_{1i} + k_{2i} \cdot C_{oj}) \cdot LM$$

$$C_j = C_{oj} + (k_{1j} + k_{2j} \cdot C_{oj}) \cdot LM$$

mit i = v,b,u und j = b-v,u-b.
In Tabelle A1 im Anhang sind diese Extinktionskoeffizienten für alle brauchbaren Beobachtungsnächte aufgelistet.

Um auch Beobachtungen auf der Südhalbkugel an das Standard - UBV - System anschließen zu können, wurden von Bart & Bok (196o) zahlreiche Sterne in einigen Selected Areas vermessen und deren UBV - Werte möglichst genau bestimmt. Bei den vorliegenden Beobachtungen dienten vor allem Sterne aus Selected Area SA 193 als Anschlußsterne, und zwar Nr. 875, 94o (std 2), 2669, 2739, 2756, 3o74 (std 1) und 4584. Wegen der ungünstigen Stellung von SA 193 im Juli 1977 wurde bei dieser Kampagne zusätzlich SA 158 herangezogen mit den Sternen Nr. 667 (std 92), 1231, 3163, 3291, 3557 (std 91), 38oo, 4291, 4379 und 4579. Die mit std 1/2 bzw. std 91/92 bezeichneten Paare dienten jeweils zugleich auch als Extinktionssterne (s.o.).

Die photometrischen Beobachtungen am ESO 5ocm Teleskop bei den Kampagnen M2 und S1 wurden mit derselben Ausrüstung zeitlich kurz nacheinander gemacht. Daher wurde für diese beiden Serien ein gemeinsamer Anschluß durchgeführt. Die Gleichungen zur Transformation der Instrumentenhelligkeiten ins UBV - System haben die Form

$$V = m_{vo} + \varepsilon \cdot (B-V) + \xi$$

$$B-V = \mu_{b-v} \cdot (b-v)_o + \zeta_{b-v}$$

$$U-B = \mu_{u-b} \cdot (u-b)_o + \zeta_{u-b}$$

Zu bestimmen sind die Konstanten ε, ξ, μ und ζ. Dazu wurden bei jeder Beobachtungsserie in mehreren photometrisch guten Nächten die genannten Anschlußsterne, zum Teil mehrfach, gemessen. Das Reduktionsprogramm RED 3 berechnet aus den Meßwerten die Instrumentenhelligkeiten dieser Sterne und bestimmt durch linearen Ausgleich die Koeffizienten der Transformationsgleichungen. Die Mittelwerte dieser Koeffizienten sind in Tabelle 4 zusammengefaßt.

Tabelle 4: Koeffizienten der Transformationsgleichungen

	ε	ξ	μ_{b-v}	ζ_{b-v}	μ_{u-b}	ζ_{u-b}	Teleskop
M2/S1	o.o68	18.559	o.918	1.595	o.852	-o.763	5o cm
S2	o.o66	2o.1o3	o.944	1.711	o.924	-1.452	1 m
S3	o.o75	19.4o7	o.91o	1.859	1.o1o	-1.832	1 m

Die vorliegenden Veränderlichenbeobachtungen wurden als Vergleichsmessungen ausgeführt, d.h. zu jedem Programmstern wurde ein nahestehender konstanter Vergleichsstern ausgewählt. Jede Veränderlichenmessung ist durch Messungen des Vergleichssterns eingeschlossen. Programm RED 1 bildet die Helligkeitsdifferenzen, bringt die Extinktionskorrektur an und transformiert die Werte ins UBV - System.

Mit Programm RED 11 können auch entsprechende Absolutanschlüsse von Einzelsternen durchgeführt werden, etwa zur Bestimmung der Helligkeit der Vergleichssterne.

Alle Zeitangaben im Julianischen Datum (JD) sind auf den Sonnenmittelpunkt reduziert. Die Beobachtungsgenauigkeit beträgt in V und U etwa o.o1 mag, in U ca. o.o2 mag. Sie kann jedoch in einigen weniger guten Nächten, insbesondere bei Serie S2, für Absolutanschlüsse auch um etwa das Doppelte schlechter sein.

3.3 Auswertung der Spektren

Alle vorliegenden Spektrogramme der Röntgendoppelsterne wurden mit dem Coudé-Spektrographen am ESO 1.5m Teleskop erhalten. Die Aufnahmen erfolgten mit Kamera I und den Gitteranordnungen A1/1 und A1/2. Dies liefert Spektrogramme im Bereich von 35oo - 5ooo Å mit einer linearen Dispersion von 2o Å/mm. Mit der Spaltbreite von 3oo µm ergibt sich eine spektrale Auflösung von o.4 Å. Das entspricht dem Auflösungsvermögen der Kodak IIa - O Platten, die bei diesen Aufnahmen verwendet wurden. Zur Eichung der Wellenlängenskala wurde auf beiden Seiten des Sternspektrums das Emissionslinienspektrum eines Eisenbogens aufgenommen.

Die Platten wurden auf der Grant - Maschine des MPI für Astronomie in Heidelberg vermessen. Die reproduzierbare Einstellgenauigkeit dieses Meßgeräts beträgt o.3 µm. Das Verfahren zur Reduktion der RG - Meßwerte wurde ausführlich von Ammann (1978) beschrieben. Die Auswertung der vorliegenden Beobachtungen wurde auf die gleiche Weise vorgenommen. Auf eine Beschreibung der Methoden kann deshalb hier verzichtet werden. Die Meßgenauigkeit für die Linienpositionen ist bei den hier untersuchten Sternen von frühem Spektraltyp i.a. nicht sehr hoch, da die Linienmitte wegen der sehr breiten und oft gestörten Profile nicht immer eindeutig festzulegen ist. Aus Erfahrungswerten wurden bei HD 77581 für den Meßfehler der Einzellinien ±15 km/sec abgeschätzt, bei HD 153919 und WRA 977 ±2o km/sec.

4. Krzemińskis Stern (Cen X-3)

4.1 Beobachtungsbild

Cen X-3 (4U 1118-6o) ist eine der am längsten bekannten galaktischen Röntgenquellen. Sie wurde 1967 bei einem Raketenexperiment entdeckt und später von dem Röntgensatelliten UHURU ausführlich beobachtet. Aufgrund dieser umfangreichen Röntgendaten konnten Schreier et al.(1972) die Röntgenquelle mit einem Doppelsternsystem identifizieren. Die mittlere Röntgenintensität variiert regelmäßig etwa um einen Faktor 1o mit einer Periode von 2.o8712 Tagen, das Intensitätsminimum dauert je o.488 Tage, und die Übergänge zwischen Maximum und Minimum etwa eine Stunde. Außerdem oszilliert auch der Periodenwert der von UHURU entdeckten Röntgenpulse sinusförmig um einen Mittelwert von 4.842 sec, und zwar mit derselben Periode wie die Variationen der mittleren Intensität. Dieser Beobachtungsbefund kann schlüssig mit dem Standard-Modell für Röntgendoppelsterne erklärt werden. Die Schwankungen der mittleren Röntgenintensität kommen durch Bedeckungen der Röntgenquelle durch den massereichen Primärstern zustande. Wegen der steilen Flanken des Minimums kommt als Röntgenquelle nur ein kompaktes Objekt in Frage, das wegen der kurzen Pulsperiode nur ein Neutronenstern sein kann (Davidson & Ostriker, 1973). Die sinusförmige Variation der Pulsperiode wird als Dopplereffekt gedeutet, der die Bahnbewegung der Röntgenquelle widerspiegelt; sie läßt sich daher als Radialgeschwindigkeitskurve interpretieren. Aufgrund dieser Beobachtungsdaten konnten bereits Systemparameter abgeschätzt werden, ohne daß der optische Begleiter identifiziert war.

Als weitere wichtige Besonderheit zeigt die Röntgenlichtkurve unregelmäßig auftretende sog. "extended low-states", während denen die Röntgenintensität für die Dauer von mehreren Tagen oder Wochen auch zu Zeiten außerhalb der Bedeckungen schwach bleibt und keine Pulse zeigt. Wie vor allem Beobachtungen mit dem Ariel V-Satelliten (Pounds et al., 1975) gezeigt haben, sind diese inaktiven Phasen so zu deuten, daß der Sternwind der Primärkomponente stärker wird

und damit auch die Dichte der zirkumstellaren Materie zunimmt. Von diesem dichteren Medium wird nun die Röntgenstrahlung nahezu vollständig absorbiert; der gepulste Anteil der Restintensität wird durch die stärkere Streuung verschmiert.

Krzemiński (1974) konnte Cen X-3 mit einem stark durch interstellare Absorption rotverfärbten Überriesen von 13.4 mag Helligkeit identifizieren. Die optische Lichtkurve dieses Sterns zeigte eine für den Rotationslichtwechsel typische sinusförmige Doppelwelle mit derselben Periode wie die Röntgenbedeckungen. Die Amplitude der V-Lichtkurve betrug o.12 mag, eines der beiden Minima stimmte zeitlich mit der Röntgenbedeckung überein. Weitere optische Lichtkurven wurden von Petro (1975) und Mauder (1975) beobachtet mit V-Amplituden von o.1o bzw. o.14 mag. Spektroskopische Untersuchungen führten zu unterschiedlichen Spektralklassifikationen: O9.5 - Bo.5 Ib (Rickard,1974), O9 III - V (Vidal et al., 1974) und O6.5 (Osmer et al., 1975). Das Spektrum ist veränderlich, zeigt aber keine eindeutige Variation mit der Periode. Bei einigen Linien (H_β, HeII 4686) treten P Cygni - Profile auf, die in Übereinstimmung mit dem Modell auf eine optisch dünne, expandierende Gashülle hindeuten.

Die deutlichen Unterschiede zwischen den verschiedenen Lichtkurven und Spektrogrammen lassen auf eine starke Aktivität des Systems auch im Optischen schließen. Die aus optischen wie aus Röntgenbeobachtungen abgeleiteten Systemparameter sind bei Mauder (1976a,b) zusammenfassend dargestellt.

4.2 Optische Lichtkurven

Aus den Röntgendaten läßt sich ein gut definierter Wert für die Massenfunktion des Primärsterns ableiten. Wegen der geringen scheinbaren Helligkeit (13.4 mag) wurden bisher aber keine RG-Kurven der optischen Komponente aufgenommen. Auch bei den vorliegenden Beobachtungskampagnen konnten solche Messungen nicht durchgeführt werden, da bei der notwendigen spektralen Auflösung von 2o Å/mm die Lichtstärke des ESO 1.5m Teleskops bei weitem

nicht ausreichte. Daher ist eine direkte Bestimmung des Massenverhältnisses noch nicht möglich. Einen anderen Weg, Aussagen über die Systemparameter zu machen, bietet die Analyse der optischen Lichtkurven (siehe Kap.2). Sieht man zunächst von Einflüssen der zirkumstellaren Materie im System ab, werden bei den Röntgendoppelsternen die Variationen der optischen Helligkeit nur durch den Rotationslichtwechsel des deformierten Primärsterns verursacht. Die Lichtkurve hat dann die Form einer Doppelwelle, deren Amplituden u.a. von Bahnneigung und Massenverhältnis abhängt. Dieser Lichtwechsel kann mit Hilfe von synthetischen Lichtkurven untersucht werden und daraus die interessierenden Parameter abgeleitet bzw. ihr Variationsbereich eingeschränkt werden. Dieses Verfahren und die dabei auftretenden Probleme wurden von Mauder (1976c) insbesondere am Beispiel von Cen X-3 diskutiert. Wie bei den meisten Röntgendoppelsternen tritt auch hier das Problem auf, daß die Form der Lichtkurve Schwankungen unterworfen ist. Diese hängen vermutlich mit den verschiedenen Stadien der Röntgenaktivität zusammen, d.h. aber auch mit den Aktivitäten des stellaren Windes; sie spiegeln daher Vorgänge in der Atmosphäre des Primärsterns selbst wider. Dies drückt sich aus in den unterschiedlichen Amplituden, die von den verschiedenen Beobachtern für die V-Lichtkurve gefunden wurden.

Die "ungestörte" Lichtkurve ist vermutlich die von Mauder (1975), da sie als einzige ausschließlich während eines aktiven Zustands der Röntgenquelle, also bei geringer Windaktivität, gemessen wurde. Aus dieser Lichtkurve leitete Mauder eine große Masse für das kompakte Objekt ab: $M_x \approx 3\ M_\odot$; aus der Röntgenbedeckungsdauer wurden dagegen u.a. Massen kleiner $1\ M_\odot$ abgeleitet (s. Mauder,1976c). Bei einer sorgfältigen Diskussion beider Methoden ergab sich eine konsistente Lösung mit einem Massenverhältnis $q \approx 0.12$ und einer Bahnneigung $i \approx 90^\circ$. Die wahrscheinlichsten Massenwerte sind dabei $M_{opt} = 19.5\ M_\odot$ und $M_x = 2.3\ M_\odot$ (Mauder, 1976c).

Um die Unsicherheiten bei dieser empirischen Massenbestimmung zu verringern, sind weitere Beobachtungen nötig, vor allem im optischen Spektralbereich. Es wurden daher im Rahmen der vorliegenden Arbeit auch umfangreiche Beobachtungen von Krzemińskis Stern vorgenommen.

Vergleichsstern für die UBV-Messungen war Stern Nr. 14 auf der Umgebungskarte von Brucato et al. (1972). Seine Helligkeiten betrugen $V = 11^m.48$, $B-V = o^m.25$ und $U-B = -o^m.37$ in guter Übereinstimmung mit früher publizierten Werten (Krzemiński, 1974; Mauder, 1975).

Bei den beiden Kampagnen 1976 (M2,S1) wurden insgesamt 3o7 V-Meßpunkte von Cen X-3 aufgenommen. Sie sind in Tabelle A2 im Anhang aufgelistet. Abbildung 1 zeigt diese V-Meßwerte, aufgetragen über der Bahnperiode entsprechend PMin = JD 2441132.o81 + $2^d.o8712 \cdot E$ (Schreier et al., 1972). Es zeigt sich gegenüber den früheren Beobachtungen eine außerordentlich große Streuung der Meßwerte im Minutenbereich. Die Standardabweichung vom Mittelwert beträgt etwa o.1 mag, d.h. die Streuung ist größer als die erwartete Amplitude für den Rotationslichtwechsel. Dieser ist daher in den Daten nicht zu erkennen. Instrumentelle Effekte oder atmosphärische Einflüsse können für diese Streuung ausgeschlossen werden, da zur selben Zeit (M2) von H.Mauder mit dem gleichen Instrument auch die Nova V616 Monocerotis beobachtet wurde (Chevalier et al., 1976). Dieses Objekt hatte nur 14. Größe und war somit noch schwächer als Cen X-3, zeigte aber nicht diese Schwankungen. Für die große Streuung muß daher ein Ereignis im System selbst verantwortlich sein.

In einer kürzlich publizierten Arbeit von Holt et al. (1978) werden Langzeitbeobachtungen von verschiedenen Röntgenquellen mit dem All-Sky-Monitor an Bord des Ariel V - Satelliten vorgelegt, u.a. auch von Cen X-3. Seine Röntgenlichtkurve ist in Abb. 2 dargestellt. Die Daten umfassen den Zeitraum von Mitte Oktober 74 bis Anfang November 77; es fallen also auch die meisten der hier vorgelegten optischen Beobachtungen in diese Zeit. Die Röntgenlichtkurve zeigt die typischen unregelmäßigen Intensitätsschwankungen. Der Abbildung ist ferner zu entnehmen, daß die optischen Beobachtungen von März/April 76 (M2,S1) am Anfang eines ausgeprägten inaktiven Zustands der Röntgenquelle gemacht wurden. Entsprechend muß in dieser Zeit eine relativ hohe Dichte des zirkumstellaren Mediums geherrscht haben.Man kann also auch

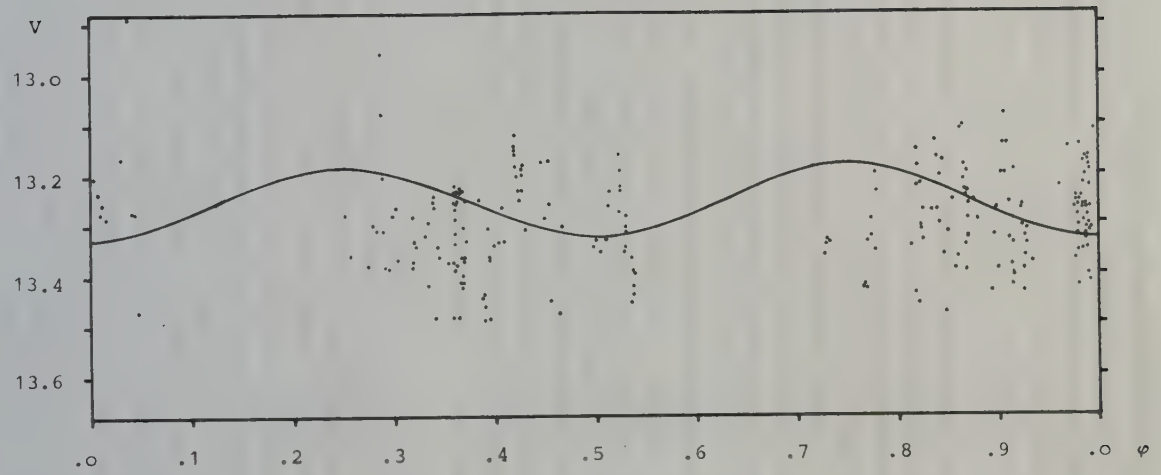


Abb. 1: Cen X-3 : V - Beobachtungsdaten der Kampagnen M2 und S1
——— mittlere V - Lichtkurve nach Mauder (1975)
φ = Bahnphase; V in mag

Aktivitäten des Sterns im optischen Spektralbereich erwarten, und eben dies bestätigen auch die photometrischen Beobachtungen.

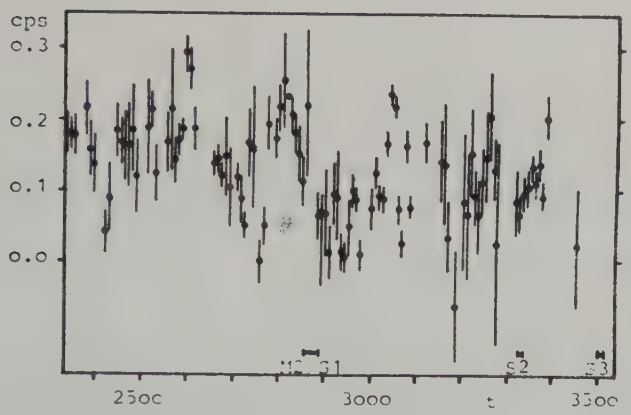


Abb. 2: Röntgenlichtkurve von Cen X-3 (Holt et al., 1978), t = JD - 2440000

Tabelle 5: Mittlere UBV-Helligkeiten von Krzemińskis Stern

Zeit	V	B-V	U-B	
1973	13.35	1.07	-0.04	Krzemiński (1974)
März 74	13.38	1.04	-0.08	M1
März 76	13.33 ± .10	1.10 ± .10	-0.04 ± .15	M2
April 76	13.24 ± .11	1.08 ± .33	(0.17 ± .20)	S1
Juli 77	13.35 ± .03	1.09 ± .06	-0.09 ± .04	S2
Dez. 77	13.32 ± .02	1.10 ± .04	-0.16 ± .04	S3

In Tabelle 5 sind die verfügbaren UBV-Helligkeiten (Mittelwerte) von Krzemińskis Stern aufgelistet. Im Laufe der Beobachtungen 1976 zeigt sich neben der großen Streuung der Einzelpunkte auch eine Zunahme der mittleren V-Helligkeit des Systems um ca. o.1 mag, entsprechend etwa 1o% der Intensität. Auch dies paßt gut zum Befund eines besonders aktiven Stadiums des Primärsterns.

Eine systematische Variation der Helligkeit mit der Bahnperiode ist in der Streuung nicht festzustellen, also auch nicht der normale erwartete Rotationslichtwechsel. Eine Neuberechnung der Systemparameter kann daher aufgrund dieser Daten nicht erfolgen.

Bei den Beobachtungskampagnen S2 und S3 (77/78) konnten von Cen X-3 nur wenige UBV-Meßpunkte gewonnen werden. Wegen der ungünstigen Stellung war das System jeweils nur zu Beginn bzw. Ende der Nacht für kurze Zeit (max. ca. 2 Std.) zu beobachten. Da diese Beobachtungen sich außerdem nur über jeweils wenige Tage erstreckten (Tab.2), konnten keine vollständigen Lichtkurven erhalten werden, sondern nur einige Meßpunkte zur Bestimmung der mittleren Helligkeiten. Sie sind ebenfalls in Tabelle 5 aufgelistet.

Die Werte vom Juli 77 (S2) liegen im Bereich der schon früher publizierten. Die Ariel V - Daten (Abb. 2) zeigen, daß sich die Quelle in einer Phase relativ geringer Röntgenintensität befand. Aus den UBV-Daten sind keine Aktivitäten abzulesen.

Anders dagegen bei den Werten der Beobachtungskampagne S3. Sie zeigen eine etwas größere Gesamthelligkeit des Systems, die besonders zum UV hin stärker ausgeprägt ist. Die Werte für U-B liegen um fast o.1 mag über dem Durchschnitt. Diese Daten wurden um die Bahnphasen o.25 und o.75 herum gemessen und zeigen keine Phasenabhängigkeit. Nach Holt et al. (1978) datieren die letzten Ariel V - Messungen von Anfang November 77 und zeigen dort eine geringe Intensität. Wegen der starken Variabilität der Quelle kann allerdings keine Extrapolation über zwei Monate auf die Zeit der Beobachtungsserie S3 gemacht werden.

Holt et al. (1978) finden in den Röntgendaten Anzeichen dafür, daß die Quelle neben den irregulären Schwankungen zusätzlich auch regelmäßige Modulationen mit einer Periode von 43 Tagen zeigt, und deuten diese Variation in Analogie zu Her X-1 (Blumenthal & Tucker, 1974) als mögliche Absorptionseffekte einer präzedierenden Akkretionsscheibe um den Neutronenstern. Die von den Autoren angegebene mittlere Lichtkurve für diese Modulation zeigt, daß sich die Quelle im Zeitraum S3 gerade in einem Abstieg zur Minimalintensität befinden sollte. Allerdings ist diese Variation von Zyklus zu Zyklus stark verschieden; außerdem betrifft sie zunächst nur die Röntgenstrahlung in Richtung zur Erde. Ob dieser Effekt die Strahlung des Primärsterns beeinflußt, läßt sich z.Zt. nicht sagen.

4.3 Suche nach optischen Pulsationen

Alle vier Doppelsternsysteme der vorliegenden Arbeit pulsieren im Röntgenbereich. Bei den anderen drei Systemen sind auch Pulsationen im optischen Bereich mit derselben Periode wie die Röntgenpulse gefunden worden. Die optischen Pulse werden dabei als "Reflexion" der Röntgenpulse in der Atmosphäre des Primärsterns gedeutet. Wie in Kapitel 2 dargelegt wurde, enthalten auch diese optischen Pulse zahlreiche Informationen über die beiden Systemkomponenten. Man ist daher besonders auch bei Cen X-3 an der Messung dieser Pulsationen interessiert.

Nach verschiedenen theoretischen Vorhersagen müssten solche optischen Pulse bei Krzemińskis Stern auch meßbar sein (Avni & Bahcall, 1974; Chester, 1978). Der gepulste Anteil der optischen Kontinuumsintensität wird von Chester zu o.oo1 - o.15 % geschätzt und sollte ein Maximum bei den Bahnphasen o.29 und o.71 haben. Voraussetzung für das Auftreten der optischen Pulse ist natürlich, daß sich die Röntgenquelle selbst im aktiven Zustand befindet und pulsiert.

Bisher wurde bereits verschiedentlich nach solchen optischen Pulsen gesucht (Peterson et al.,1975; Canizares & McClintock,1974;

Lasker, 1974), jedoch stets mit negativem Ergebnis. Wie Tuochy & Cruise (1975) später feststellten, befand sich die Röntgenquelle während all dieser Beobachtungen im "extended low-state", optische Pulse waren also auch nicht zu erwarten.

Im Rahmen der vorliegenden Arbeit wurden umfangreiche Beobachtungen zur Messung der optischen Pulse angestellt. Dazu wurde Krzemińskis Stern im Lauf der Kampagnen S2 und S3 am 1m Teleskop mehrfach bei hoher Zeitauflösung (1 sec) photometriert. Nähere Angaben zu diesen Meßreihen sind in Tabelle 6 zusammengestellt. Wie der Tabelle zu entnehmen ist, wurden die Messungen bei verschiedenen Bahnphasen durchgeführt, also auch im Bereich der nach Chester (1978) besonders erfolgversprechenden Phasen o.29 und o.71.

Tabelle 6:

Optische Kurzzeitmessungen von Krzemińskis Stern

JD 2443oo+	Phase	Dauer (sec)	Filter
326.537	o.43	1o24	U
327.547	o.91	1o24	V
328.545	o.39	256	U
329.528	o.86	1o24	V
331.382	o.75	1o24	V
5o6.81o	o.8o	512	U
5o6.87o	o.83	512	V
5o7.874	o.31	512	V
5o8.71o	o.71	512	V
5o9.7o1	o.19	512	V
5o9.787	o.23	512	B
5o9.862	o.26	512	B
51o.697	o.66	512	B
51o.795	o.71	256	B
51o.858	o.74	1o24	B

Zur Auswertung wurden die Meßreihen einer Fouriertransformation unterzogen und die zugehörigen Powerspektren berechnet. Eine eventuell vorhandene gepulste Komponente in der optischen Kontinuumsstrahlung müsste in diesen Powerspektren als Spitze bei der entsprechenden Frequenz in Erscheinung treten.

Das Ergebnis war auch bei diesen Messungen negativ, d.h. es konnten keine optischen Pulse festgestellt werden.

5. WRA 977 (4U 1223-62)

5.1 Beobachtungsbild

Die kompakte Röntgenquelle 4U 1223-62 (GX 3o1-2) wurde im April 1969 bei einem Ballonexperiment entdeckt und erwies sich vor allem im harten Röntgenbereich als stark variabel (Lewin et al., 1971). Sie zeigte starke flare-artige Schwankungen der mittleren Intensität (< 1o - 2oo μJy bei 18 - 36 keV, McClintock et al., 1971) innerhalb von Stunden sowie langsamere Variationen mit einer Zeitskala von einigen Tagen (Ricker et al., 1973); bei 2 - 6 keV ist die Quelle relativ schwach (5o μJy, variabel um Faktor 3; Giacconi et al., 1974). Das Röntgenspektrum ist sehr flach und hat einen ungewöhnlichen "cut-off" bei ca. 1o keV (Hoffman et al., 1976). Röntgenpulse mit einer Periode von 11.6 min wurden vom Ariel V - Satelliten entdeckt (White et al., 1975) und später durch weitere Messungen bestätigt (Swank et al.,1976; White et al.,1976; Hoffman et al.,1976). Die Pulsperiode erwies sich als variabel, was auch hier auf ein Doppelsternsystem als Röntgenquelle hindeutete, jedoch konnte aus diesen Variationen keine RG-Kurve für den Röntgenemitter abgeleitet werden; auch wurden keine regelmäßigen Bedeckungen der Quelle wie etwa bei Cen X-3 beobachtet.

Im Bereich der UHURU-Positionsangabe liegen mehrere Sterne, die aufgrund ihres Spektraltyps als optische Begleiter in Betracht kommen (Penston et al., 1975). Von Vidal (1973) wurde der frühe B - Überriese WRA 977 optische Komponente vorgeschlagen. Dieser Emissionslinienstern (V = 1o.9 mag) liegt zwar etwas außerhalb der ersten UHURU - Fehlerbox (Giacconi et al., 1974), aber spätere genauere Positionsangaben (SAS-3 - Satellit) für die Röntgenquelle stützen diesen Identifikationsvorschlag.

Die endgültige Identifikation gelang schließlich Mauder (1976d,e), der im März 1976 (Kampagne M2) bei Beobachtungen von WRA 977 mit hoher Zeitauflösung im U-Bereich optische Pulsationen fand. Sie zeigten eine Periode von 11.657 min, die innerhalb der Fehlergrenzen dieselbe ist wie die Periode der Röntgenpulse(11.655 ± o.oo9 min).

Inzwischen wurden diese optischen Pulsationen und damit auch die Identifikation von WRA 977 mit der Röntgenquelle 4U 1223-62 von Chevalier & Motch (1978) bestätigt.

4.2 Optische Lichtkurven

Photometrische Beobachtungen von van Genderen (1973,1977b), Mauder (1974), Bord et al. (1976) und Hammerschlag-Hensberge et al. (1976) zeigten Lichtschwankungen mit Amplituden von o.o6 - o.1o mag auf einer Zeitskala von einigen Tagen. Analog zu den anderen Röntgendoppelsternen mit hellen Überriesen als optischen Komponenten wurde auch in diesem Fall versucht, die Schwankungen als regelmäßigen Lichtwechsel des deformierten Primärsterns infolge des Bahnumlaufs zu deuten. Es war jedoch nicht möglich, aus diesen Beobachtungen eine eindeutige mittlere Lichtkurve in Form einer Doppelwelle abzuleiten. Wenn zumindest ein Teil der Lichtvariationen tatsächlich von der Bahnbewegung herrührt, so müssen diese regelmäßigen Schwankungen zusätzlich stark von irregulären Effekten gestört sein. Deshalb wurden auch als Bahnperiode verschiedene Werte vermutet: 13.5 Tage von Mauder (1974), 9 Tage von Bord et al.,(1976), 23 Tage (Hammerschlag-Hensberge et al.,1976), 2o.55 Tage von Mauder & Ammann (1976) sowie 23.87 Tage (van Genderen, 1977b).

Im Laufe der vorliegenden Beobachtungen wurden an WRA 977 umfangreiche photometrische und spektroskopische Messungen durchgeführt. Aus früheren Arbeiten war bekannt, daß sich die Helligkeit des Sterns innerhalb einer Nacht nur wenig ändert. Es genügte daher, pro Beobachtungsnacht etwa zwei UBV-Meßsätze aufzunehmen. Jeder Meßsatz umfaßte 2-3 Messungen in jeder Farbe, die entsprechend von 3-4 Messungen des Vergleichssterns eingeschlossen waren. Als Vergleichsstern diente vor allem Stern D auf der Umgebungskarte von Penston et al. (1975). Seine Helligkeiten waren $V = 11.28 \pm o.o2$, $B-V = o.34 \pm o.o2$ und $U-B = o.18 \pm o.o2$ mag in Übereinstimmung mit den entsprechenden Werten von Penston et al. (11.26, o.33, o.21). Anfang April 76 wurde in einigen Nächten auch WRA 976 (Stern A auf der Umgebungs-

karte von Penston et al., 1975) als Vergleichsstern herangezogen. Seine Helligkeiten waren V = 9.89 ± o.o2, B-V = o.21 ± o.o1 und U-B = -o.24 ± o.o2 mag, ebenfalls in Übereinstimmung mit Penston et al.(9.9, o.18, -o.26 mag). Da WRA 977 nur etwa 2o Bogenminuten von dem hellen αCru (1.6 mag) entfernt ist, der Vergleichsstern D sogar nur 12', ist der Hintergrund stark aufgehellt und für beide Sterne deutlich verschieden. Daher wurde auch für beide die Hintergrundshelligkeit jeweils separat bestimmt.

Im Lauf der vier Beobachtungskampagnen wurden insgesamt 134 UBV-Meßpunkte von WRA 977 gewonnen. Sie sind in Tabelle A3 im Anhang aufgelistet, die Mittelwerte unten in Tab. 7. Dort sind zum Vergleich auch alle anderen bisher publizierten Werte angegeben.

Tabelle 7: Mittlere UBV-Helligkeiten von WRA 977

Zeit	V	B-V	U-B	Beobachter
Anfang 73	1o.86	1.51		van Genderen (1977)
Mitte 73	1o.84	1.63	o.49	Vidal (1973)
Juli 74	1o.83	1.76	o.42	Bord et al.(1976)
Jan. 75	1o.83			Hammerschlag-Hensberge et al.(1976)
März 76	1o.78 3	1.74 3	o.42 7	M2
April 76	1o.78 4	1.76 4	o.49 1o	S1
Juli 77	1o.82 2	1.7o 2	o.34 3	S2
Dez. 77	1o.82 2	1.74 1	o.26 3	S3

Die mittlere V-Helligkeit war 1976 etwas größer als sonst, liegt aber immer noch im Bereich der für WRA 977 typischen Schwankungen von o.1 mag. Die Farben sind offensichtlich langfristigen Variationen unterworfen, zeigen dabei aber keine Systematik.

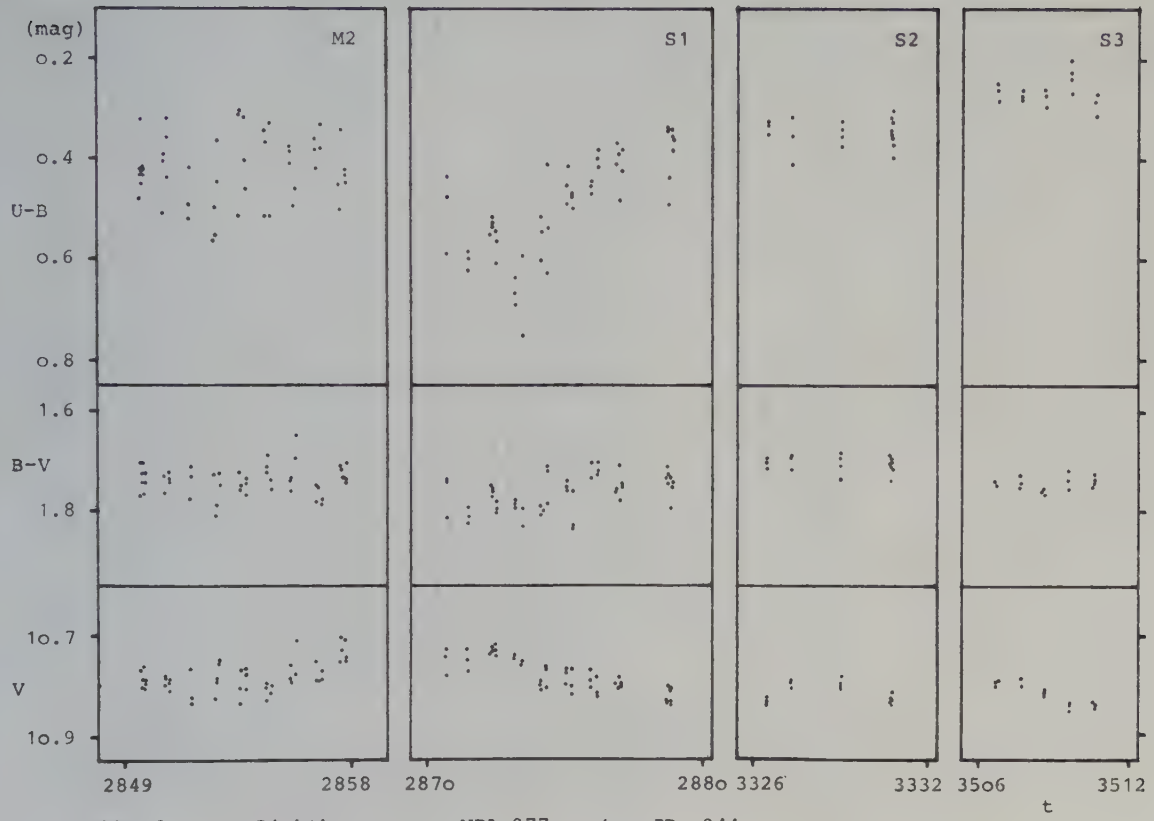


Abb. 3: UBV - Lichtkurven von WRA 977; t = JD - 2440000

Die beobachteten UBV-Lichtkurven sind in Abb. 3 dargestellt. Die V-Daten zeigen wie bei den anderen Autoren Variationen in der Größenordnung < o.1 mag auf einer Zeitskala von mehreren Tagen. Anders dagegen im blauen Spektralbereich: die U-B - Kurve hat zu Beginn der Serie S1 mit ca. o.5 mag etwas niedrigere Werte als 1o Tage vorher bei M2 und sinkt weiter bis fast o.7 mag, um dann steil innerhalb weniger Tage wieder auf den Normalwert von etwa o.4 mag zu steigen. Diese Variation verläuft genau entgegengesetzt zur gleichzeitigen Änderung in der V-Lichtkurve; ein entsprechender Effekt in den B-V - Werten ist nur andeutungsweise zu erkennen (Amplitude < o.o5 mag). Eine ähnlich große U-Amplitude (fast o.3 mag) ist sonst noch nicht beobachtet worden. Nimmt man U-B = o.4 mag als Normalwert an, scheint es sich dabei um einen Absorptionsvorgang zu handeln, der sich vor allem im blauen Spektralbereich auswirkt. Zu beachten ist in diesem Zusammenhang noch die relativ große Streuung der U-Werte (auch schon vor dem Ereignis), die bei den späteren Beobachtungen nicht so stark ist.

Bei den Serien S2 und insbesondere S3 fällt die etwas größere U-Helligkeit gegenüber allen früheren Beobachtungen auf. Allerdings können in diesen Fällen ähnlich wie bei Cen X-3 wegen der relativ großen Zenitdistanzen systematische Einflüsse der Extinktion nicht mit Sicherheit ausgeschlossen werden.

5.3 Radialgeschwindigkeitskurve

Im April 76 wurden von Mauder (M2) mit dem ESO 1.5m Teleskop 9 Coudé-Spektren mit einer linearen Dispersion von 2o Å/mm aufgenommen. Die Ergebnisse ihrer Auswertung sind bei Ammann (1978) ausführlich dargestellt. Auch bei den Kampagnen S2 und S3 wurde das System weiter spektroskopisch beobachtet.

Trotz sehr ungünstiger Beobachtungsbedingungen (große Zenitdistanzen, schlechtes Wetter) konnten im Juni 77 zwei weitere brauchbare Spektrogramme aufgenommen werden (Platten F5766 und F5775). Im Dezember 77 (S3) wurden 5 Spektren aufgenommen: Platten F5993, F6oo5, F6o13, F6o22, F6o32; alle mit einer linearen Dispersion

von 2o Å/mm im blauen Spektralbereich. Die Bedingungen waren zu dieser Zeit aber noch schlechter als im Juni 77, die Platten sind daher durchweg stark unterbelichtet. Es ließen sich nur auf einigen Platten wenige Linien identifizieren, deren Position dann wegen des relativ großen Plattenrauschens auch nur sehr unsicher gemessen werden konnte. Zwar wurde noch versucht, durch Restaurationsprozesse (siehe Ammann, 1978) und Übereinanderlegen der Einzelspektren doch noch weitere Linien sichtbar zu machen, jedoch ohne Erfolg. Auf diese 5 Spektren wurde daher im Folgenden ganz verzichtet.

In Tabelle A4 im Anhang finden sich die Beobachtungsparameter für die beiden Platten F5766 und F5775, in Tab. 8 stehen die gemessenen Radialgeschwindigkeiten für die sicher identifizierten Einzellinien.

Tabelle 8: RG-Werte der Einzellinien von WRA 977 auf den Platten F5766 und F5775 (km/sec)

	F5766	F5775		F5766	F5775
H_β (abs)	-187.2	-187.3	He I 4472	-	-69.9
H_β (em)	5o.4	59.1	He I 4388	-44.o	-1o.o
H_β (e-a)	237.6	246.4	Si III 4553	-49.4	-
H_γ	-144.3	-45.3	Si III 4568	-22.2	-18.7
H_ϵ	-	-79.4	Si III 4575	-39.3	-
			O II 4649	-5.9	-4.8

Fehler der Einzelmessung: ± 2o km/sec (geschätzt)

H_β zeigt auf beiden Platten ein ausgeprägtes P Cygni - Profil mit starker Emissionskomponente. Dies deutet in Übereinstimmung mit dem Standard-Modell auf einen starken Sternwind hin, dessen Geschwindigkeit aus der Differenz zwischen Emissions- und Absorptionskomponente auf etwa 24o km/sec geschätzt werden kann (bei Ammann (1978): 2o7±15 km/sec). Bei H_γ ist ein P Cygni - Profil schwach angedeutet, auf Platte F5775 auch bei HeI 4472.

Um Einheitlichkeit zu wahren, wurden zur Ermittlung der Platten-RG dieselben Linien herangezogen wie bei Amman (1978). Dabei wurden die gleichen Gewichte wie dort benutzt sowie dieselben Korrekturwerte, die an einzelne Linien-RG aufgrund der verschiedenen Anregungspotentiale angebracht werden müssen.

Als mittlere RG-Werte ergaben sich für Platte F5766 -52.2±2o.o km/sec und für Platte F5775 -55.8±11.5 km/sec. Tabelle A5 im Anhang enthält alle nun verfügbaren RG-Werte für WRA 977, die auch in Abbildung 5 mit ihren Fehlerschranken dargestellt sind.

5.4 Diskussion

Zunächst wurde versucht, die Variationen der optischen Helligkeit entsprechend dem Standard-Modell als Rotationslichtwechsel der Primärkomponente zu deuten. Hierzu wurde alles verfügbare Beobachtungsmaterial herangezogen; u.a. standen auch noch nicht publizierte Daten vom März 1974 (M1) zur Verfügung. Diese Daten wurden einer Periodenanalyse unterzogen; dabei wurde ein von Morbey (1973) angegebenes Verfahren angewandt. Bei dieser Methode werden die Meßpunkte modulo einer Testperiode in Phasenabschnitten gesammelt. Innerhalb dieser Abschnitte wird die Streuung berechnet. Es wird eine Serie von Testperioden durchgerechnet und dann diejenige Periode ausgewählt, die insgesamt die geringste Streuung erzeugt. Dieses Verfahren eignet sich besonders für solche Meßreihen, die in unregelmäßigen Zeitintervallen aufgenommen wurden, was im vorliegenden Fall ja zutrifft. Es ergaben sich 23.48 Tage als beste Periode.

In Abb. 4 sind die vorliegenden sowie alle bisher publizierten Beobachtungen über dieser Periode aufgetragen. Da die Messungen der anderen Autoren zum Teil auch in anderen Farbsystemen oder nur in einem Filterbereich durchgeführt wurden, beschränkte sich die Analyse ausschließlich auf den V-Bereich, der bei allen Autoren vorkommt. Zum Vergleich der Lichtkurven mussten wegen der verschiedenen Farbsysteme außerdem an den V-Werten empirisch bestimmte Korrekturen angebracht werden, die in Abb.4 angegeben sind.

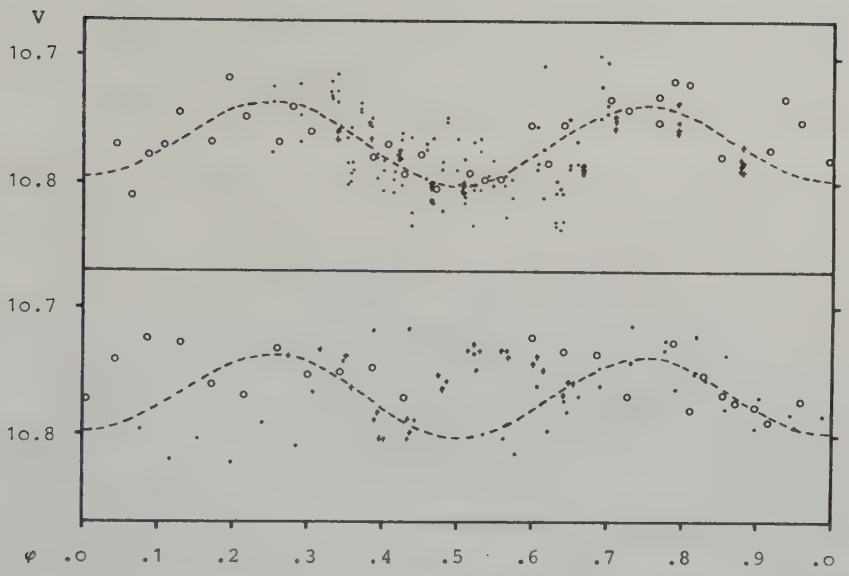


Abb. 4: V - Lichtkurven von WRA 977 mit Testperiode 23.48 Tage (PMin = JD2441667.44); DV = Farbsystemkorrektur (siehe Text)
Oben: • M2,S1; + S2,S3; o van Genderen(1973), DV = -o.1 mag;
Unten: • Bord et al.(1974), DV = -o.o7 mag; + M1;
o Hammerschlag-Hensberge et al.(1975), DV = 1o.32 mag
φ = Bahnphase

Wie Abb. 4 zeigt, lassen sich besonders die vorliegenden Beobachtungen sowie die älteste bekannte Lichtkurve von WRA 977 (van Genderen, 1973) mit der Testperiode von 23.48 Tagen gut darstellen. Von der dadurch definierten "mittleren Lichtkurve" mit o.o8 mag Amplitude bei Phase o.5 weichen aber die übrigen V-Lichtkurven zum Teil erheblich ab. Die Eindeutigkeit, mit der die Periode durch das Periodensuchverfahren bestimmt wird, ist wohl darauf zurückzuführen, daß die zufällig gut passenden Beobachtungsserien von der Anzahl der Meßpunkte her überrepräsentiert sind. Eine eindeutige Periode läßt sich also auch mit den neuen Daten nicht ableiten. Eine Neuberechnung der

RG - Kurve mit den neu hinzugekommenen Spektren auf der Basis der 23.48 Tage-Periode ergab ebenfalls keine wesentliche Änderung gegenüber den Ergebnissen von Ammann (1978). Es scheint aber möglich, daß die Helligkeitsschwankungen des Primärsterns zyklisch auftreten mit Quasiperioden von ungefähr 2o (bzw. 1o) Tagen.

Aufgrund von ausgedehnten Röntgenbeobachtungen ist inzwischen eine Bestimmung der Bahnperiode des Doppelsternsystems gelungen. In einer vor kurzem erschienenen Arbeit von White et al. (1978) werden Messungen von 4U 1223-62 mit dem Ariel V - Satelliten vorgelegt, die zwischen dem 21. Mai und dem 4. Oktober 1977 gemacht wurden. Eine Analyse der Röntgenpulse zeigt, daß deren Phasenlage systematisch variiert. Diese periodische Modulation wird als Effekt der Bahnbewegung des Röntgenemitters gedeutet und daraus eine RG-Kurve mit einer gut definierten Periode von 4o.8o1 ± o.o34 Tagen abgeleitet. Die Parameter dieser RG-Kurve sind in Tabelle 9 angegeben. Auf der Grundlage dieser Werte wurden auch die vorliegenden Meßergebnisse einer neuen Diskussion unterzogen.

Zunächst wurden die optischen RG-Kurven mit der neuen Periode berechnet. Die Ergebnisse sind in Tab. 9 zusammengefaßt. In der ersten Spalte werden die Resultate der Röntgenbeobachtungen von White et al. (1978) referiert. Die zweite Spalte enthält die Parameter, die aus einem RG-Fit bestimmt sind, bei dem nur die Periode P vorgegeben und die anderen Parameter von Gleichung (2-1) frei variiert wurden (Fit-Programm NLS6, siehe Kapitel 2). In Spalte 3 stehen die Ergebnisse eines NLS5-Fits, bei dem P und der Zeitpunkt t_o des Periastrondurchgangs festgehalten wurden. Aus diesen Rechnungen folgen gegenüber den Röntgendaten sehr viel größere (unrealistische) Werte für die Bahnexzentrizität e. Der Umstand, daß die optischen RG-Kurven systematisch ein größeres e ergeben als die Röntgendaten, wurde auch bei anderen Röntgendoppelsternen, z.B. bei Vel X-1 (siehe Kap. 6),schon mehrfach festgestellt (Bahcall, 1978) und rührt im wesentlichen von der ungleichförmigen Temperaturverteilung auf der Sternoberfläche her. Bei WRA 977 kommen noch die Unsicherheiten bei den RG-Messungen hinzu sowie der Umstand, daß nur etwa die halbe Bahnperiode mit Meßpunkten belegt ist (siehe Abb. 5).

Tabelle 9: RG - Parameter von WRA 977 / 4U 1223-62

	Röntgen-daten	NLS6	NLS5	NLS8
V_o (km/sec)	-	-56.6 12.8	-57.2 4.2	-61.3 6.5
K (km/sec)	175.5 1.o	23.6 12.1	41.5 82.2	17.8 88.6
ω (Grad)	288.6 1.5	4o 46	14 2o	1o8.6
e	o.22 .o8	o.72 .25	o.87 .25	
t_o (d)	3449.24 .31	2869.4 1.o		
P (d)	4o.8o1 .o34			
mF (km/sec)		18.o	11.1	18.2
a·sin i	96.41 .36	9.19 8.15	11.48 33	9.74 4.9o
f(M) ($M_\odot$)	21.4 .3	o.o19 .o5o	o.o36 .312	o.o22 .o17

t_o = JD - 244oooo.o; a·sin i in $1o^6$ km;
Die freigelassenen Werte wurden jeweils aus den Röntgendaten (Spalte 1, White et al., 1978) übernommen.

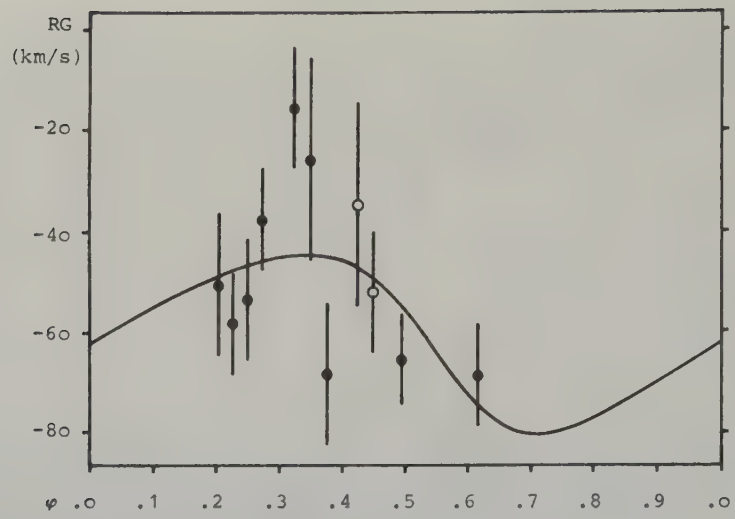


Abb. 5: RG - Kurve von WRA 977
● M2; o S2; —— NLS8 - Fit (siehe Tab.9)

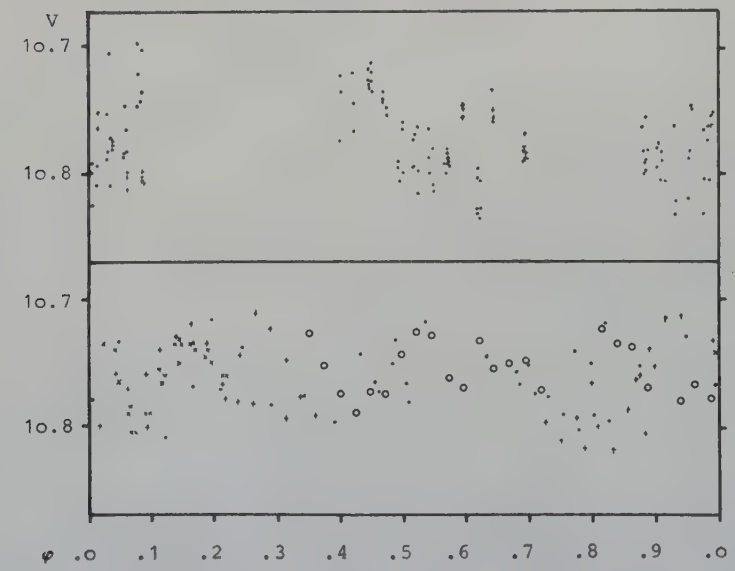


Abb. 6: V-Lichtkurven von WRA 977 mit Periode 4o.8o1 Tage
Oben: • M2,S1; + S2,S3
Unten: • van Genderen(1973); + Bord et al.(1974)
✖ M1; o Hammerschlag-Hensberge et al.(1975)
Farbsystemkorrektur wie in Abb.4; φ = Bahnphase

Bei einem weiteren Fit (NLS8) wurden schließlich auch die Bahnexzentrizität e und ω, die Lage des Periastrons, aus den Röntgendaten übernommen, d.h. es wurden nur noch V_o (= RG des Systemschwerpunkts) und die RG-Amplitude K an die beobachteten Werte angepaßt. Die Ergebnisse dieser Rechnung stehen in Spalte 4 von Tab. 9, ebenso die daraus berechneten Werte für die optische Massenfunktion f(M) und den projezierten Bahnradius $a \cdot \sin i$; die zugehörige RG-Kurve ist in Abb. 5 als durchgezogene Linie eingetragen. Die einzelnen Meßpunkte weichen z.T. erheblich von dieser mittleren Kurve ab, so daß der Fehler der RG - Amplitude, wie auch bei den vorangegangenen Rechnungen, relativ groß ist. Trotzdem wurde dieser Lösung der Vorzug gegeben, da die RG-Parameter aus den Röntgendaten wegen der dort geringeren systematischen und Beobachtungs-Fehler besser bestimmt sind.

Damit liegt nun für WRA 977 praktisch der Fall eines Zwei-Linien-Spektrums vor und es können daraus eine Reihe wichtiger Abschätzungen für weitere Parameter des Systems gemacht werden. So läßt sich zum erstenmal für dieses System ein Massenverhältnis angeben:

$$q = \frac{M_x}{M_{opt}} = \frac{a_{opt} \cdot \sin i}{a_x \cdot \sin i} = 0.10 \pm 0.05$$

Hammerschlag-Hensberge et al. (1976) leiten aus dem Spektraltyp B1.5 Ib für den Primärstern eine Masse von $\approx 25\ M_\odot$ ab. Damit kann ein Variationsbereich für die Masse der Röntgenquelle angegeben werden.

Tabelle 10:
Variationsbereich der Massen

M_x $(M_\odot)$		q = 0.05	q = 0.10	q = 0.15
M_{opt} $(M_\odot)$	20	1.0	2.0	3.0
	25	1.25	2.5	3.75
	30	1.5	3.0	4.5

Wie Tabelle 1o zeigt, liegt der wahrscheinlichste Wert für M_x deutlich über 1.44 $M_\odot$, der oberen Grenzmasse für Weiße Zwerge (vgl. Kap.2). Als Röntgenquelle kommt daher mit einiger Wahrscheinlichkeit nur ein Neutronenstern in Frage. Dieser Befund wird auch durch die Beobachtung von optischen Pulsationen unterstützt (siehe Abschnitt 5.5). Um dieses wichtige Ergebnis zu sichern, ist es allerdings notwendig, die Signifikanz der optischen RG - Kurve durch weitere zukünftige Beobachtungen zu verbessern.

Wie in Kap.2 ausgeführt wurde, lassen sich die Massen der beiden Komponenten nur dann unabhängig voneinander bestimmen, wenn die Bahnneigung i bekannt ist. Um sie zu bestimmen, stehen bei den Röntgendoppelsternen zwei Möglichkeiten zur Verfügung: der Rotationslichtwechsel der Primärkomponente und die Dauer der Röntgenbedeckung (siehe Kap.2). Die Ariel V - Daten von White et al. (1978) zeigen aber, daß die Röntgenpulse bei allen Bahnphasen vorkommen, d.h. die Quelle wird während des Bahnumlaufs nicht bedeckt. Daraus folgt, daß die Bahnneigung i deutlich unter 90° liegen muß.

Zur Untersuchung der optischen Lichtkurven wurde zunächst aus der Röntgen - RG - Kurve der Zeitpunkt für ein hypothetisches Primäres Minimum des Lichtwechsels abgeleitet. Die Phase o.o, wenn also die Röntgenquelle von der Erde aus gesehen hinter dem Primärstern steht, liegt danach bei

$$PMin = JD2443425.659 \pm 4o.8o1 \cdot E$$

Auf diese Ephemeride beziehen sich die Phasenangaben in Tab. A3. In Abb.6 sind die V - Lichtkurven entsprechend dieser Phase aufgetragen. Es ist keine systematische Variation mit der Bahnphase zu erkennen, die auf einen Rotationslichtwechsel hindeutet. Auch mit dem oben beschriebenen Periodensuchverfahren wurde keine periodische Variation im Bereich von 4o Tagen gefunden. Derselbe Befund ergibt sich auch bei allen früher publizierten Lichtkurven.

Im folgenden soll kurz abgeschätzt werden, wie groß die Amplituden eines aufgrund der bisher bekannten Systemparameter zu erwartenden Lichtwechsels sein müssten. Vidal (1973) und Hammerschlag-Hensberge et al. (1976) klassifizieren WRA 977 als B1.5 Ia Überriesen. Für diesen Spektraltyp leiten die Autoren einen typischen Radius von $\approx 45\ R_\odot$ ab. Aus den beiden RG-Kurven (Tab.9) ergibt sich ein projezierter Abstand der Massenzentren von $(a_{opt} + a_x) \cdot \sin i = r_a \cdot \sin i = (1o6.2 \pm 5.3) \cdot 1o^6$ km $= (153 \pm 8)\ R_\odot$. Für $i = 9o^o$ erhält man damit für den Primärstern einen relativen Radius von $R_{opt} / r_a \approx o.3$. Da keine Röntgenbedeckung stattfindet und somit $i < 9o^o$ ist, stellt dieses Verhältnis (bei $R_{opt} = 45\ R_\odot$) eine obere Grenze dar, doch wird im folgenden wegen des unsicheren Werts für R_{opt} dieser relative Radius weiterbenutzt. Der kritische Radius r_c (Stern an der Roche-Grenze) für das jeweilige Massenverhältnis ist in Tab.11 angegeben (für die Definition von r_c siehe z.B. Ammann, 1976). Die Primärkomponente liegt danach deutlich unter der kritischen Grenzfläche und ist daher nur wenig deformiert. Dementsprechend ist auch nur ein schwacher Rotationslichtwechsel zu erwarten. Mit Hilfe eines Programms zur Erzeugung synthetischer Lichtkurven (Ammann, 1976) wurden für verschiedene Massenverhältnisse und relative Radien der optischen Komponente die V-Amplituden berechnet, die sich aus reinem Rotationslichtwechsel für die Bahnphasen o.o und o.5 ergeben.

Tabelle 11: Erwartete V-Amplituden des Rotationslichtwechsels

q		o.o5		o.1o		o.15	
r_c / r_a		o.575		o.538		o.512	
Phase		o.o	o.5	o.o	o.5	o.o	o.5
$\frac{R_{opt}}{r_a}$	o.25			o.oo7	o.oo7		
	o.3o	o.oo6	o.oo7	o.o1o	o.o11	o.o14	o.o14
	o.35			o.o15	o.o16		
	o.4o	o.o12	o.o13	o.o22	o.o24	o.o32	o.o35
$R_{opt} = r_c$		o.o57	o.o77	o.o78	o.1o4	o.o93	o.122

Amplitudenwerte in mag

Bei diesen Rechnungen wurde für die Oberflächentemperatur des Primärsterns T_{eff} = 25ooo K angenommen (Ammann, 1978). Die in Tab.11 zusammengestellten Ergebnisse sind die maximal möglichen Amplituden ($i = 9o^{o}$); für den tatsächlichen Fall $i < 9o^{o}$ sind noch kleinere Werte zu erwarten. Wie der Tabelle zu entnehmen ist, liegen bei einem relativen Radius von o.3 die theoretischen Amplituden weit unter den tatsächlich beobachteten Helligkeitsschwankungen, d.h. der Rotationslichtwechsel spielt bei WRA 977 keine Rolle.

Aus einfachen geometrischen Überlegungen folgt noch, daß bei einem relativen Radius der optischen Komponente von ca. o.3 r_a wegen des Fehlens einer Röntgenbedeckung die Bahnneigung $i \lesssim 7o^{o}$ ist (vgl. Abb. 6a).

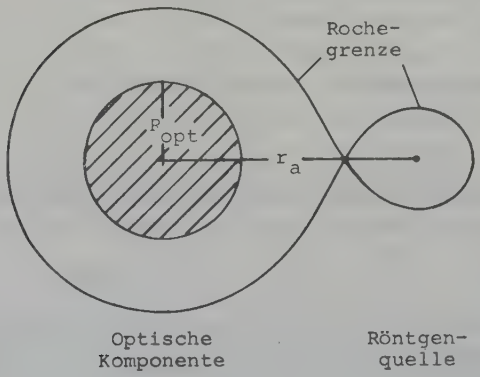


Abb. 6a: Relative Dimensionen des Systems WRA 977 / 4U 1223-62
Roche - Konfiguration für das Massenverhältnis q = o.1
Schnitt durch die Massenzentren senkrecht zur Äquatorebene
R_{opt}/r_a = o.3

Ammann (1978) klassifiziert WRA 977 als heißen Be - Stern ($T_{eff} \approx 25000$ K, log g = 2 - 3) und folgert aus Modellatmosphärenrechnungen, daß der Stern an der äußertsten Grenze einer stabilen Konfiguration ist. Daher können als Ursache für die starken Helligkeitsschwankungen auch Aktivitäten in der expandierenden Atmosphäre des Sterns in Betracht kommen. In diesem Zusammenhang sei noch eine weitere wichtige Ariel V - Beobachtung erwähnt (White et al., 1978). Die Röntgenquelle zeigt starke Flares (Zeitskala < 1 Stunde), bei denen die Intensität um etwa eine Größenordnung ansteigt. Die Flares treten im Lauf der Ariel V - Messungen mit einer Periode von ungefähr 20 Tagen auf; das entspricht etwa der halben Bahnperiode, liegt aber auch im selben Bereich wie die optischen Schwankungen. Das deutet auf einen möglichen Zusammenhang zwischen optischer Aktivität der expandierenden Atmosphäre und den Röntgenflares hin. Um dies zu klären, müssten jedoch simultane Messungen im optischen und im Röntgenbereich durchgeführt werden.

5.5 Optische Pulsationen

Die Röntgenpulse von 4U 1223-62 wurden 1975 vom Ariel V - Satelliten entdeckt (White et al., 1975). Die Periode lag bei 11.655 ± 0.009 Minuten, die Amplitude des gepulsten Anteils betrug 65 % der mittleren Röntgenintensität. Teilweise trat zwischen zwei Maxima ein schwächerer Interpuls auf. Weitere Röntgenmessungen (Swank et al.,1976; Hoffman et al.,1976) bestätigten diese Pulse, deren Periode sich als variabel erwies. Aus den ausgedehnten Beobachtungen des Ariel V -Satelliten konnte dann die RG - Kurve für die Röntgenquelle abgeleitet werden (White et al., 1978).

Schon vor Bekanntwerden der Röntgenpulse war auch im Optischen nach Pulsationen im Minutenbereich gesucht worden (Bord et al., 1978), aber ohne Erfolg. Mauder (1976d,e) fand schließlich optische Pulse während der Beobachtungsserie M2 mit dem ESO 50 cm - Teleskop. Bei diesen Messungen wurde WRA 977 in U mehrmals ca. 40 Minuten lang mit hoher Zeitauflösung (2 sec) photometriert.

Bei einigen dieser Meßreihen zeigten sich Pulse mit einer Amplitude von ca. o.4 % der mittleren Intensität in einem Abstand von 11.657 min, der innerhalb der Fehlergrenzen mit der Röntgenpulsperiode identisch ist. Faltet man die optischen Meßreihen mit dieser Periode, zeigt sich eine eindeutige Pulsstruktur, wobei ca. 5 min nach dem Hauptpuls ein schwächerer Interpuls angedeutet ist, ähnlich wie auch bei den Röntgendaten (White et al., 1978). Die Existenz der optischen Pulse wurde inzwischen von Chevalier und Motch (1977) bestätigt. Die beobachtete Amplitude dieser optischen Pulse erfordert eine Röntgenleuchtkraft in der Größenordnung von $1o^{38}$ erg/sec (Chester, 1978), die nur von Neutronensternen, nicht aber von Weißen Zwergen geliefert werden kann (Blumenthal & Tucker, 1974). Dieser Befund ist in Übereinstimmung mit den Ergebnissen aus den Radialgeschwindigkeitsuntersuchungen (Abschnitt 5.4).

Auch während der Beobachtungsserien S1 und S2 wurde nach optischen Pulsen gesucht, ebenfalls im U - Bereich, durch Photometrie mit 4 sec Zeitauflösung. Es konnte dabei jedoch kein signifikanter periodischer Anteil der optischen Strahlung gefunden werden. Bei Serie S1 hängt dieses Fehlen optischer Pulse möglicherweise mit der Variabilität des Sterns im UV (Absorption) zusammen. Interessant ist noch die Tatsache, daß die Messung der optischen Pulse durch Mauder um die Bahnphase o.o herum gemacht wurde (vgl. Abb. 6), d.h. als die Röntgenquelle hinter der optischen Komponente stand. Zwar findet keine Röntgenbedeckung statt, das heißt $i < 9o^{\circ}$, doch wird vom Beobachter nur ein (von der Bahnneigung i abhängender) Bruchteil der von der Röntgenstrahlung getroffenen Hemisphäre des B - Sterns gesehen. Die Messungen zur Periodensuche mit negativem Ergebnis (S1,S2) wurden dagegen zwischen den Bahnphasen o.4 und o.7 durchgeführt, d.h. als die Röntgenquelle vor der optischen Komponente stand.

6. HD 77581 (Vela X-1)

6.1 UBV - Lichtkurven

HD 77581 ist mit einer mittleren V - Helligkeit von 6.9 mag eine der hellsten optischen Komponenten in einem Röntgendoppelsternsystem. Daher liegen von diesem System schon mehrere Untersuchungen im optischen Bereich vor, die auf z.T. sehr umfangreichem Beobachtungsmaterial basieren. Eine Übersicht über die Arbeiten bis 1975 gibt Vidal (1976). Inzwischen sind weitere wichtige Beobachtungsdaten publiziert worden, so z.B. photometrische Lichtkurven (van Genderen,1977c; Zuiderwijk et al.,1977a,b), umfangreiche RG - Messungen der optischen Komponente (van Paradijs et al., 1977b), RG - Kurven der pulsierenden Röntgenquelle (Rappaport et al.,1976; Ögelman et al.,1977) und die Entdeckung von optischen Pulsationen (Steiner, 1977).

HD 77581 wurde während der Beobachtungskampagnen M2, S1 und S3 photometrisch beobachtet. Es wurden dabei insgesamt 79 Meßpunkte in UBV aufgenommen (Tab. A6 im Anhang). Die Mittelwerte sind in Tabelle 12 zusammengestellt, zum Vergleich wurden auch Werte anderer Autoren aufgenommen.

Tabelle 12: Mittlere UBV - Helligkeiten von HD 77581

Zeit	V	B-V	U-B	V-Amplitude Phase o.o	o.5	Beobachter
Jan. 73	6.86	o.55	-o.6o	o.o8	o.11	Vidal (1974)
Feb. 73	6.87	o.52	-o.49	o.o7	o.11	Jones&Liller(1973)
Jan. 76	6.89			o.o6	o.1o	Zuiderwijk et al. (1977)
März 76	6.96 2	o.43 2	-o.72 4	o.o5	o.o8	M2
April 76	6.94 2	o.44 1	-o.69 3	o.o8 2	o.12 2	S1
Dez. 77	6.93 2	o.43 1	-o.62 1			S3

Die Helligkeiten scheinen langfristigen Schwankungen unterworfen, wie dies auch schon aus den Langzeitbeobachtungen von Jones & Liller (1973) andeutungsweise zu ersehen ist. Allerdings können auch systematische Fehler bei den Farbsystemtransformationen nicht völlig ausgeschlossen werden. Die beobachteten Lichtkurven sind in Abb. 7 , der Deutlichkeit wegen getrennt nach Beobachtungsserie, über der Bahnperiode von 8.966 Tagen (Hutchings, 1974) aufgetragen. Phase o.o entspricht der Mitte der Röntgenbedeckung ($PMin_o$ = JD 2441446.54). Die Serien M2 und S1 überdecken jeweils ungefähr einen Bahnumlauf, die Lücke zwischen beiden beträgt ebenfalls etwa eine Periode. Die Streuung der Meßwerte innerhalb einer Nacht ist, im Vergleich zu anderen Röntgendoppelsternen wie etwa WRA 977, geringer und liegt i.a. im Bereich der Beobachtungsgenauigkeit von ca. o.o1 mag. Bei früheren Beobachtungen wurde dagegen z.T. eine erheblich größere Streuung festgestellt (o.o5 mag bei Vidal, 1974).

Die V - Lichtkurve hat die Form einer Doppelwelle, wie dies für den Rotationslichtwechsel der deformierten Primärkomponente erwartet wird. Allerdings unterscheiden sich die einzelnen Meßreihen durch verschiedenen Verlauf des Lichtwechsels. Solche Abweichungen von der mittleren Lichtkurve von Zyklus zu Zyklus kommen aber bei HD 77581 häufig vor, wie alle bisher bekannten Beobachtungen des Sterns bestätigen.

Bei der Beobachtungsserie S1 beträgt die Amplitude der V-Lichtkurve bei Phase o.5 etwa o.12 ± o.o2 mag, bei Phase o.o (Röntgenbedeckung) ist sie erwartungsgemäß kleiner: ≈o.o8 ± o.o2 mag. Diese Werte liegen im Bereich der schon bisher beobachteten V-Amplituden (siehe Tab. 12). Die Lichtkurve M2 ist erheblich schlechter definiert; die entsprechenden V-Amplituden lassen sich hier nur ungefähr auf o.o8 und o.o5 mag schätzen, d.h. der Lichtwechsel scheint hier deutlich geringer zu sein. In Abbildung 8 werden die beiden V - Lichtkurven verglichen. Wie man sieht, sind sie auch mit dem Befund verträglich, daß sie im wesentlichen übereinstimmen und nur bei Serie M2 das erste Maximum schwach ausgeprägt ist.

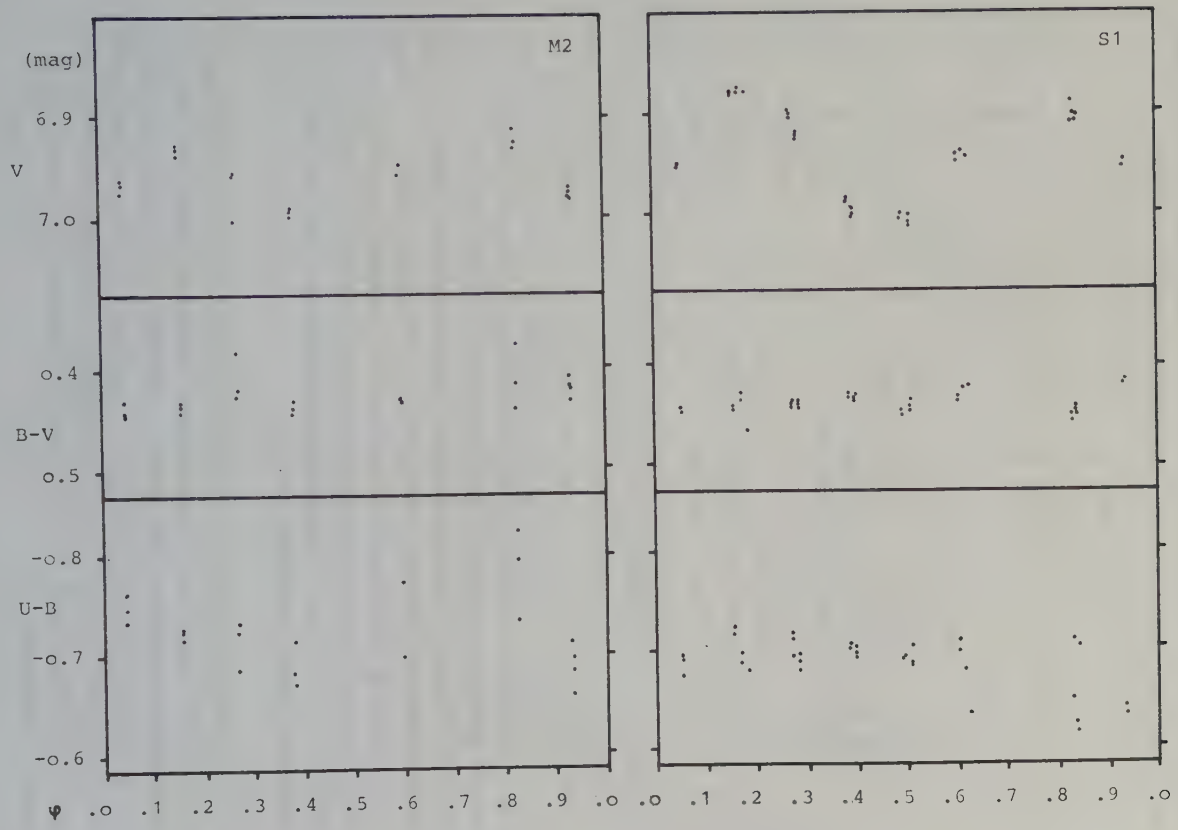


Abb. 7: UBV - Lichtkurven von HD 77581 aus den Beobachtungsserien M2 und S1

Solch ein "fehlendes Maximum" bei Phase o.25 wurde u.a. auch von Jones & Liller (1973) beobachtet. Dabei handelte es sich um ein einzelnes Ereignis in einer längeren Beobachtungsserie.

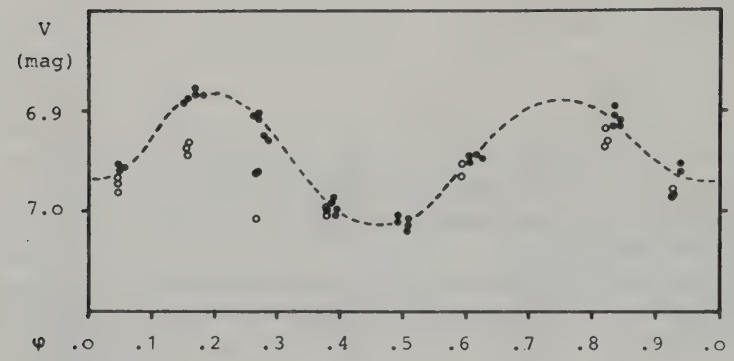


Abb. 8: V - Lichtkurven von HD 77581 (o M2; • S1)

Die B-V - Werte sind für beide Lichtkurven praktisch gleich und zeigen keine signifikante Variation mit der Bahnperiode. Die U-B - Kurven dagegen unterscheiden sich wieder charakteristisch. Die M2 - Werte variieren stark während des Bahnumlaufs (Amplitude o.1 mag) und zwar annähernd in Phase mit der V-Lichtkurve. Die S2 - Werte zeigen dagegen nur eine geringe Variation, möglicherweise mit einem schwach ausgeprägten Minimum bei Phase o.o (Amplitude < o.o5 mag).

Für die Beobachtung von HD 77581 während der Kampagne S3 standen nur 4 Nächte zur Verfügung. Die Daten umfassen daher weniger als eine halbe Bahnperiode und werden deshalb zur Diskussion nicht weiter herangezogen. Die V - Werte weichen z.T. von der mittleren Lichtkurve ab, außerdem ist die mittlere U-B - Helligkeit um fast o.1 mag geringer als früher. Beide Farben sind im Beobachtungszeitraum konstant.

6.2 RG - Kurve

Im März 1976 wurden von Mauder (M2) 14 Coudé - Spektren von HD 77581 mit einer linearen Dispersion von 2o Å/mm aufgenommen. Ihre Auswertung ist bei Ammann (1978) ausführlich beschrieben. Bei den Kampagnen S2 und S3 wurden weitere 4 bzw. 3 Spektrogramme ebenfalls mit einer linearen Dispersion von 2o Å/mm aufgenommen. Die Beobachtungsdaten für die einzelnen Platten sind im Anhang in Tab. A4 zusammengestellt. Tabelle A7 enthält die RG - Werte für die sicher identifizierten Spektrallinien. Die Auswahl der Linien zur Bestimmung der Platten - RG erfolgte nach den gleichen Grundsätzen wie bei Ammann (1978). Es wurden die Wasserstofflinien H_δ bis H_{12} und die He I - Linien 4472, 4o26 und 382o zu einem Liniensatz zusammengefaßt, aus dem die mittlere RG für jede Platte berechnet wurde. Diese RG - Werte sind in Tabelle A5 im Anhang aufgelistet. Die Ca II Absorptionslinien H und K haben innerhalb des Meßfehlers eine konstante RG, was auf ihren interstellaren Ursprung hindeutet. Gegenüber den Beobachtungen M2 sind sie aber um etwa 6 km/sec verschoben. Für diese systematische Verschiebung können instrumentelle Einflüsse verantwortlich sein. So zeigen etwa die Fe - Vergleichsspektren von Serie zu Serie unterschiedliche Linienprofile, was möglicherweise auf eine fehlerhafte Justierung des Spektrographen zurückzuführen ist. Dies kann dann auch bei der Bestimmung der Linienpositionen mit der Grant - Maschine zu den beobachteten systematischen Abweichungen führen. Um diesen Fehler beim Zusammenfassen der Spektren zu korrigieren, wurden deshalb die neuen RG - Werte um -6 km/sec verschoben. Es stehen nun insgesamt 21 Spektrogramme von HD 77581 mit einer linearen Dispersion von 2o Å/mm zur Verfügung. Die RG - Werte sind in Abb. 9 mit ihren Fehlerschranken dargestellt.

Zur Bestimmung der Parameter der RG - Kurve wurden mit den in Kapitel 2 beschriebenen Fit - Programmen verschiedene Rechnungen durchgeführt. Die Resultate sind in Tabelle 13 zusammengefaßt. Zum Vergleich sind dort in Spalte 5 auch die Ergebnisse einer Analyse der RG - Kurve des Röntgenpulsars angeführt (Rappaport et al., 1976).

Tabelle 13: RG - Fits für HD 77581

Parameter	NLS 5	NLS 6	NLS 8 Ammann (1978)	NLS 8 v.Paradijs (77)	Röntgen-RG Rappaport (76)
V_o (km/sec)	-19.8 ± 2.5	-2o.o ± 4.9	-21.1 ± 3.5	-2o.9 ± 3.8	
K (km/sec)	26.4 3.8	27.2 4.2	24.5 5.2	23.5 5.7	273 ± 9
ω (Grad)	36 9	35 25	(o)	(355)	146 23
e	o.42 .13	o.45 .14	(o.36)	(o.136)	o.126 .o41
t_o (JD244oooo+)	(2865.33)	2865.34 .33	(2865.33)	(2865.33)	
mF (km/sec)	1o.9	11.34	15.o	16.4	
a·sin i ($1o^6$km)	2.95 .62	2.99 .7o	2.82 .66	2.87 .72	33.42 .99
f(M) ($M_\odot$)	o.o13 .oo8	o.o13 .oo9	o.o11 .oo8	o.o12 .oo9	18.5 1.6
q	o.1o .o2	o.1o .o3	o.o9 .o2	o.o9 .o3	

Die eingeklammerten Werte wurden aus der Literatur entnommen (siehe Text).
Bahnperiode P = 8.966 Tage bei allen Fits.

Die bei den einzelnen Fits entsprechend den zitierten Arbeiten fest vorgegebenen und nicht variierten Parameter sind in Tab.13 eingeklammert. Die zugehörigen RG - Kurven sind in Abb. 9 eingezeichnet. Allen Rechnungen liegt der Periodenwert 8.966 Tage (Hutchings, 1974) zugrunde. Bei Lösung NLS6 wurden außer P alle 5 Parameter der RG - Gleichung (2-1) variiert, bei NLS5 wurde auch t_o nach Hutchings (1974) vorgegeben, bei NLS8 schließlich noch e und ω nach Vidal (1976). Die Ergebnisse unterscheiden sich kaum von denen bei Ammann (1978). Allenfalls wird eine Tendenz zu noch größeren (unrealistischen) Bahnexzentrizitäten ($e > 0.4$) sichtbar, doch kommt diesem Befund wegen der relativ geringen Zahl der Spektren, ihrer ungleichmäßigen Verteilung über der Bahnperiode sowie wegen der starken Streuung der Meßwerte keine große Aussagekraft zu. Zum Vergleich wurden deshalb noch die Ergebnisse von van Paradijs et al. (1977b) herangezogen. Dieser Arbeit lagen 82 Spektren mit einer Auflösung von 12 Å/mm zugrunde, die trotz der auch dort noch vorhandenen großen Streuung der Meßwerte eine wesentlich besser definierte RG - Kurve liefern. Dadurch sind auch die einzelnen RG - Parameter genauer bestimmt und in besserer Übereinstimmung mit den Röntgendaten. Mit den dort abgeleiteten Werten für e (0.136 ± 0.046) und ω ($355^o \pm 20^o$) wurde auch bei den vorliegenden Daten ein Fit durchgeführt. Das Ergebnis zeigt Spalte 4 in Tab. 13. Die für V_o und K berechneten Werte unterscheiden sich nur wenig von den vorhergehenden. K stimmt innerhalb der Fehlergrenzen mit der von van Paradijs et al. (1977b) gefundenen Amplitude von 21.75 ± 1.15 km/sec überein.

Wie ein Vergleich mit Spalte 5 zeigt, bleiben immer noch Unterschiede zu den Röntgendaten übrig. Diese Abweichungen sind ausführlich von van Paradijs et al. (1977a,b) untersucht worden. Als Ursachen werden verschiedene Effekte diskutiert. So herrscht z.B. wegen der Deformation der Primärkomponente auf deren Oberfläche keine einheitliche Temperaturverteilung, die beobachtete Geschwindigkeit repräsentiert daher nicht die Bewegung des Massenzentrums. Dieser Effekt beeinflußt besonders e und K. Dazu kommen noch Absorptions- und Emissionsprozesse in den

zirkumstellaren Gasströmungen, möglicherweise auch eine Aufheizung der Photosphäre durch die Röntgenstrahlung und andere nicht-isotrope Effekte. Diese Störungen können die Amplitude der RG-Kurve bis zu etwa 1o% verfälschen. Schließlich kann auch die Röntgen - RG - Kurve durch Reflexion der Pulse an der optischen Komponente sowie am zirkumstellaren Medium systematisch gestört sein, wie Milgrom & Avni (1976) gezeigt haben. Solche Einflüsse können quantitativ aber nur durch langfristige Beobachtungen bzw. durch Feinstrukturanalyse der Linien erkannt werden.

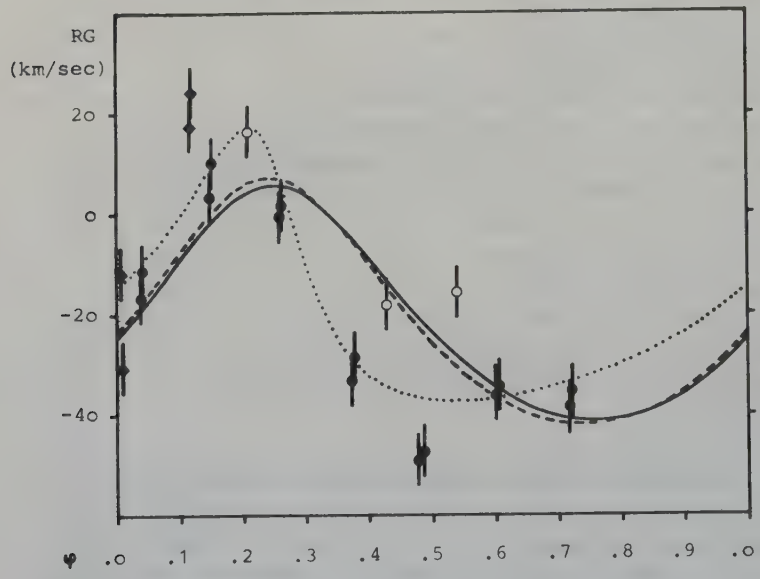


Abb. 9: RG - Kurve von HD 77581 : ● M2; ◆ S2; o S3;
—— NLS8 - Fit (nach van Paradijs et al.(1977));
---- NLS8 - Fit (nach Ammann (1978)); ····· NLS6 - Fit

6.3 Diskussion

Aufgrund der günstigen Beobachtungssituation ist das System HD 77581 / Vela X-1 schon von zahlreichen Autoren untersucht worden und hat sich dabei im optischen wie im Röntgenbereich als stark veränderlich erwiesen. Daher sind trotz des inzwischen sehr umfangreichen Beobachtungsmaterials seine Parameter, vor allem die Massen der beiden Komponenten, nur unsicher bestimmt. Einen Überblick über das Beobachtungsbild gibt Vidal (1976), die Probleme bei der Massenbestimmung und ihre neueren Ergebnisse sind bei Bahcall (1978) zusammenfassend dargestellt. Im Rahmen der dort entwickelten Modellvorstellungen werden im folgenden die Ergebnisse der vorliegenden optischen Untersuchungen diskutiert.

HD 77581 ist ein Bo.5 Ib Überriese. Auf den vorliegenden Spektren läßt sich eindeutig die Balmerserie von H_γ bis H_{16} identifizieren, ferner Linien von He I, C II, N III, O II, Mg II, Si III und Si IV sowie die interstellaren Ca II - Linien H und K. H_β zeigt auf einigen Platten ein schwaches P Cygni - Profil, das auch hier auf einen Massenverlust durch Sternwind hindeutet. Ausgedehnte spektroskopische Untersuchungen an H_α von Bessell et al. (1975) ergeben, daß der Primärstern die kritische Roche-Grenze nahezu ausfüllt, und daß außer dem praktisch konstanten Sternwind zumindest zeitweise am inneren Lagrange - Punkt größere Gasmengen in den zirkumstellaren Raum abgegeben werden. Diese irregulären Gasströmungen können eine starke Absorption bewirken und damit auch den optischen Lichtwechsel sowie die RG - Kurven erheblich beeinflussen. Die starken unregelmäßigen Variationen, die bisher bei allen optischen Beobachtungen von HD 77581 festgestellt wurden, werden in diesem Modell als Effekte solcher Absorptionsvorgänge im zirkumstellaren Medium gedeutet. Als mögliche Auswirkungen auf den Rotationslichtwechsel werden Veränderungen der Amplituden sowie scheinbare Phasenverschiebungen vermutet. Und eben diese Effekte treten auch bei den in Abschnitt 6.1 vorgelegten Lichtkurven auf. Das "fehlende Maximum" bzw. die insgesamt kleineren Amplituden der M2 - Lichtkurve wären demnach durch die Absorption in einer Gaswolke im zirkumstellaren Bereich

zu erklären. Bei beiden beobachteten Bahnumläufen fällt auf, daß die Extremwerte der Lichtkurven zum Teil in der Phase verschoben sind, z.B. das sekundäre Minimum (bei Phase o.5) um etwa o.45 Tage. Entsprechende Beobachtungen wurden auch schon von anderen Autoren gemacht. Schließlich ist noch die Variabilität der U-B - Werte bemerkenswert, wiederum vor allem bei Serie M2. Ähnlich große Variationen sind in dieser Farbe bei HD 77581 bisher noch nicht beobachtet worden.

Im Zusammenhang mit dem Modell von Bessell et al. (1975) deuten diese Beobachtungen auf eine besonders aktive Phase der Primärkomponente hin. Dieser Befund wird durch Röntgenbeobachtungen gestützt. Eine vor kurzem publizierte Röntgenlichtkurve (Ariel V - Langzeitmessungen, Holt et al., 1978) zeigt, daß Vela X-1 während des Zeitraums März/April 76 nur mit relativ geringer Röntgenintensität strahlte. Nach dem Standard-Modell für die Röntgendoppelsterne läßt dies vermuten, daß die Röntgenquelle infolge eines verstärkten Masseausstoßes des Primärsterns mehr als sonst "zugedeckt" war, in Übereinstimmung mit dem optischen Befund.

Auch die spektroskopischen Beobachtungen liefern einen Hinweis auf die Existenz von Gasströmungen im System. Von verschiedenen Autoren wurde schon bemerkt, daß gelegentlich die RG - Werte von HD 77581 innerhalb einzelner Nächte systematisch von der mittleren RG - Kurve abweichen (van Paradijs et al., 1977b). Diesen Effekt zeigen auch die vorliegenden Beobachtungen. Die jeweils in einer Nacht aufgenommenen Spektren liefern i.a. einen einheitlichen RG - Wert. Vor allem bei der Serie M2 weichen aber in zwei aufeinanderfolgenden Nächten um Phase o.4 (Platten F4163, F4164, F42o2 und F42o3) die RG - Werte deutlich von der mittleren Kurve ab und ergeben zu kleine Geschwindigkeiten (siehe Abb. 9; gerade diese Werte sind es aber, die bei den RG - Fits NLS5 und NLS6 die große Bahnexzentrizität vortäuschen). Diese Messungen erfolgten etwa einen Bahnumlauf nach dem "fehlenden Maximum" bei Phase o.25 in der Lichtkurve M2. Sie könnten ebenfalls auf systematische Materieströmungen im System hindeuten.

Aus der optischen RG - Kurve folgt zusammen mit den Röntgendaten für das Massenverhältnis des Systems $q = 0.09 \pm 0.03$ (Tab. 13). Dieser Wert ist wegen der Unsicherheiten in der optischen RG - Kurve mit einem relativ großen Fehler behaftet. Er liegt aber im Bereich der von anderen Autoren angegebenen Daten, etwa von van Paradijs et al. (1977): $q = 0.082 \pm 0.010$.

Zur Bestimmung der Einzelmassen wird die Bahnneigung i benötigt. Man kann sie, wie in Kapitel 2 ausgeführt wurde, entweder über die Dauer der Röntgenbedeckung oder durch die Auswertung der optischen Lichtkurven erhalten. Die Röntgenbedeckung ist bei Vela X-1 variabel und umfaßt 68° bis 80° des Bahnumlaufs. Watson & Griffiths (1977) leiten daraus $i > 68^{\circ}$ ab.

Die Auswertung der optischen Lichtkurven stößt aus mehreren Gründen auf Schwierigkeiten. Aus den vorliegenden UBV - Daten können wegen der beschriebenen Störungen keine eindeutigen Amplituden für die Lichtkurven abgeleitet werden, doch scheint, wie ein Vergleich mit den Werten anderer Autoren zeigt (Tab. 12), die Lichtkurve S1 mit den V-Amplituden 0.12 und 0.08 mag eher dem normalen Lichtwechsel des Systems zu entsprechen. Mit dem in Kapitel 2 beschriebenen Programm zur Erzeugung synthetischer Lichtkurven wurden die theoretischen V-Amplituden für den relevanten Bereich von q und T_{eff} berechnet (Tab 14). Eine Atmosphärenanalyse, die Ammann (1978) mit Spektren der Serie M2 durchgeführt hat, ergab, daß die effektive Oberflächentemperatur von HD 77581 bei etwa 28000 K liegt.

Tabelle 14: Theoretische V-Amplituden für $i = 90^{\circ}$ (Primärkomponente an Roche-Grenze)

Eff.Temp.	25000 K		30000 K	
Phase	0.0	0.5	0.0	0.5
q = 0.07	0.066	0.088	0.065	0.090
0.08	0.070	0.094	0.069	0.096
0.09	0.074	0.099	0.073	0.100
0.10	0.077	0.103	0.077	0.105
0.11	0.080	0.107	0.080	0.109

Die Werte in Tab. 14 wurden für $i = 90^{\circ}$ gerechnet. Für kleinere Bahnneigungen ergeben sich bei den entsprechenden Werten für q und T_{eff} noch kleinere Amplituden. Mit diesen theoretischen Werten lassen sich die beobachteten Amplituden nicht darstellen, wie ein Vergleich mit Tab.12 zeigt; sie lassen sich allenfalls durch die Annahme größerer Massenverhältnisse annähern. Noch größere q - Werte sind aber nicht mit den Ergebnissen der RG - Kurven verträglich. Die beobachteten Amplituden lassen sich also nicht durch ungestörten Rotationslichtwechsel nach dem in Kap. 2 beschriebenen Modell erklären. Als mögliche Ursachen hierfür kommen die genannten Störungen durch die zirkumstellare Materie in Betracht. Außerdem wird der Lichtwechsel noch durch einen weiteren Effekt systematisch beeinflußt. Die Untersuchung verschiedener Helium-Linien (Ammann, 1978) ergab für HD 77581 eine Rotationsgeschwindigkeit von 89 km/sec. Dagegen müßte bei gebundener Rotation der Primärkomponente die Rotationsgeschwindigkeit bei etwa 175 km/sec liegen. Wegen dieser asynchronen Rotation weicht aber die Geometrie der Sternatmosphäre von den Äquipotentialflächen des Roche - Modells ab, das bei der Berechnung der synthetischen Lichtkurven zugrunde gelegt wird (siehe Kap. 2). Bei Ammann (1978) ist dargestellt, welchen Einfluß diese asynchrone Rotation auf die Massenbestimmung aus den Lichtkurven hat. Rechnungen nach dem Standard - Modell mit Roche - Geometrie (Avni & Bahcall, 1975) liefern stets zu große Massen für das kompakte Objekt (>2 $M_{\odot}$ bis über 4 $M_{\odot}$). Unter Berücksichtigung der asynchronen Rotation ergeben sich dagegen für $i = 90^{\circ}$ Werte im Bereich von 2 $M_{\odot}$, die mit der Theorie der Neutronensterne noch gut verträglich sind (vgl. Kap. 2).

Die optischen Lichtkurven geben also auch keine eindeutigen Hinweise auf die Bahnneigung. Mit der unteren Grenze $i = 68^{\circ}$, die aus der Röntgenbedeckung folgt (s.o.),und dem Wert 18.5 ± 1.6 für die Röntgen-Massenfunktion (Rappaport et al.,1976) kann man nach Gl.(2-6) eine obere Grenze für die Masse des kompakten Objekts ableiten. Für $q = 0.09$ erhält man $M_x \leq 2.5\ M_{\odot}$, bzw. unter Berücksichtigung der Fehlergrenzen $M_x \leq 3.1\ M_{\odot}$. Dieser Wert stimmt mit den Ergebnissen von Bahcall (1978) überein, der aus allen verfügbaren Beobachtungsdaten einen maximalen Variationsbereich für die Masse der Röntgenquelle von $1.0\ M_{\odot} \leq M_x \leq 3.4\ M_{\odot}$ ableitet.

7. HD 153919 (4U 1700-37)

7.1 UBV - Lichtkurven

4U 1700-37 ist eine ungewöhnlich stark variable Röntgenquelle. Mit einer Zeitskala von weniger als einer Stunde schwankt die Intensität der Röntgenstrahlung um mehrere Größenordnungen (Mason et al., 1976). Dazu treten regelmäßig Phasen ohne Röntgenemission mit einer Periode von 3.4 Tagen auf, die zur Identifikation der Röntgenquelle mit einem Doppelsternsystem führte.

Als optischer Begleiter wurde HD 153919 identifiziert, der in der Position mit der Röntgenquelle übereinstimmte und ebenfalls regelmäßige Variationen der Helligkeit und der Radialgeschwindigkeit mit der 3.4 Tage - Periode zeigte. Dieser Of - Überriese ist mit einer mittleren V - Helligkeit von 6.6 mag sogar noch heller als HD 77581; damit ist die Beobachtungssituation ähnlich günstig wie bei Vela X-1, und es liegt auch von diesem System schon eine ganze Reihe von Beobachtungen vor, insbesondere im optischen Bereich. Einen Überblick über die Ergebnisse optischer Untersuchungen bis 1975 gibt Hutchings (1976). Photometrische Lichtkurven wurden beobachtet von Penny et al. (1973), de Freitas Pacheco et al. (1974), van Genderen & Uiterwaal (1976), Hammerschlag-Hensberge & Zuiderwijk (1977), van Genderen (1977a), Moffat & Dachs (1977) sowie van Paradijs et al. (1978). Bei den meisten dieser optischen Untersuchungen wurde als Epochennullpunkt der Bahnperiode eine vom Copernicus - Satelliten beobachtete Röntgenbedeckung verwendet (JD 2442231.13, Mason et al., 1976). Eine vor kurzem erschienene Arbeit von Branduardi et al. (1978), die mehrjährige Röntgenbeobachtungen des Copernicus - Satelliten umfaßt, zeigt aber, daß gerade diese Bedeckung stark vom Mittelwert abweicht. Die Autoren leiten aus ihren Langzeitbeobachtungen eine neue Mitte der Röntgenbedeckung ab (JD 2442476.6803 ± 0.0037) sowie eine verbesserte Bahnperiode von 3.41180 ± 0.00003 Tagen. Auf diese Werte beziehen sich alle folgenden Phasenangaben.

HD 153919 wurde bei den Beobachtungskampagnen M2, S1 und S2 in UBV beobachtet. Es wurden dabei insgesamt 129 Meßpunkte erhalten, die im Anhang in Tabelle A8 aufgelistet sind. Die Mittelwerte aus diesen Beobachtungsserien stehen in Tabelle 15, zusammen mit früher publizierten Daten.

Tabelle 15: Mittlere UBV - Helligkeiten von HD 153919

Zeit	V	B-V	U-B	V-Amplitude Phase o.o	V-Amplitude Phase o.5	Beobachter
Anf. 73	6.547	o.274	-o.723	o.o4	o.o6	Penny et al.(1973)
Mitte 73	6.57	o.25	-o.69		o.o6	deFreitasPacheco(1974)
	6.551	o.265				van Genderen(1977)
	6.55			o.o19	o.4o	van Paradijs et al. (1978)
März 76	6.55	o.28	-o.75	o.o4	o.1o	M2
April 76	6.56	o.26	-o.65	o.o5	o.o5	S1
Juli 77	6.54	o.23	-o.69			S2

In Abbildung 1o sind die UBV - Lichtkurven der Serien M2 und S1 dargestellt. Sie zeigen die auch von allen anderen Autoren bisher festgestellte starke Variabilität innerhalb einer Beobachtungsnacht sowie Veränderungen von Zyklus zu Zyklus. Beobachtungsserie M2 dauerte etwa 2 Bahnumläufe, bei Serie S1 sind 3 Zyklen erfaßt. Zwischen den beiden Beobachtungsreihen liegen nur ungefähr drei Bahnperioden, trotzdem treten deutliche Unterschiede auf. Die Lichtkurven M2 weisen eine relativ große Streuung der Meßwerte innerhalb der einzelnen Nächte auf (ca. o.o3 mag), gegenüber nur etwa o.o1 mag bei Serie S1.Der letzte Wert liegt im Bereich der normalen Beobachtungsgenauigkeit. Zugleich fällt auf, daß die Amplituden der V - Lichtkurve M2, vor allem bei Phase o.5 mit o.1 mag, größer sind als bei allen bisherigen Beobachtungen (vgl. Tab. 15). Bei Lichtkurve S1 haben die beiden Minima zwar etwa gleiche Tiefen, doch sind in

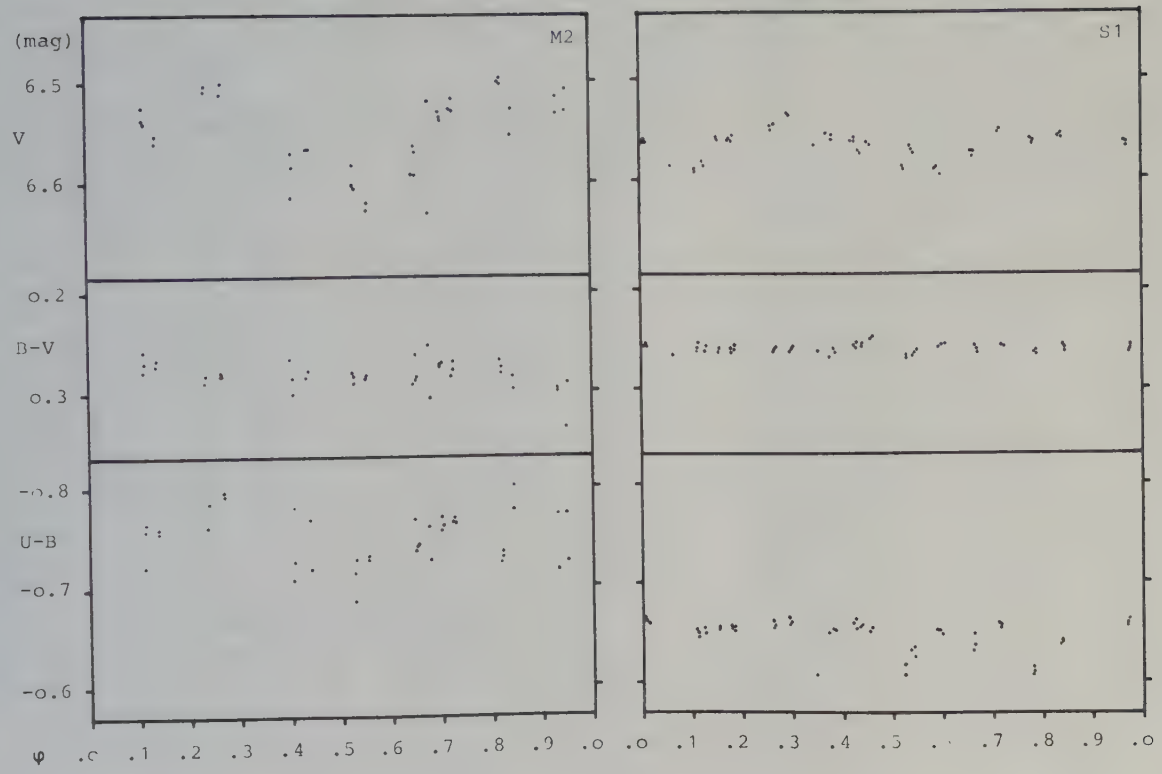


Abb. 10: UBV - Lichtkurven von HD 153919 aus den Beobachtungsserien M2 und S1

diesem Fall die Maxima ungleich, so daß trotz der geringeren Streuung keine eindeutigen Amplituden abgeleitet werden können. Die B-V - Werte zeigen keine signifikanten systematischen Variationen mit der Bahnperiode. Die Werte von S1 liegen im Mittel um o.o2 mag über denen von M2; bei letzteren ist wiederum die Streuung größer. Besonders groß sind die Unterschiede zwischen beiden Serien im U - Bereich. Die U-B - Lichtkurve von M2 liegt etwa o.1 mag über den S1 - Werten und zeigt eine signifikante Variation mit der Bahnperiode. Dieser U-B - Lichtwechsel ist in Phase mit der V-Lichtkurve und hat bei Bahnphase o.5 ein Minimum von ca. o.o5 mag Tiefe; bei Phase o.o ist ein Minimum angedeutet. Bei diesen Werten fällt auch wieder die große Streuung der Meßwerte auf (ca. o.o4 mag). Die U-B - Werte von S1 zeigen keine regelmäßige Variation mit dem Bahnumlauf; allerdings treten hier unregelmäßig kurzzeitige Helligkeitsabnahmen ("dips") in der Lichtkurve auf.

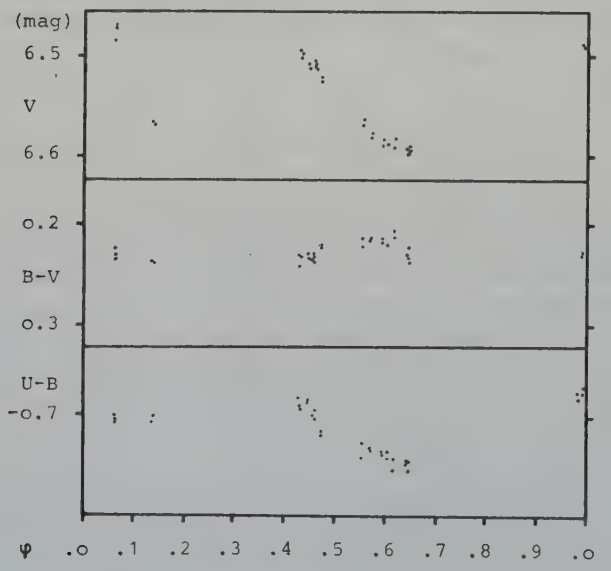


Abb. 11: UBV - Werte von HD 153919 der Serie S2

Die Lichtkurven der Serie S2 (Abb. 11) überdecken wegen der kurzen zur Verfügung stehenden Beobachtungszeit nur Bruchteile des Bahnumlaufs. Die Meßwerte streuen nur gering, doch zeigt die V - Lichtkurve in den vorhandenen Teilen große Amplituden (ca. o.1 mag) mit einer starken Phasenverschiebung gegenüber dem normalen Rotationslichtwechsel. Auch bei dieser Serie treten Variationen synchron in V und U-B auf, während die B-V - Werte praktisch konstant sind. Wegen des fragmentarischen Charakters dieser Beobachtungen kann jedoch nicht gesagt werden, ob es sich dabei um systematische Verschiebungen während dieses Zeitraums handelte oder um Einzelereignisse. Auf jeden Fall deuten die UBV - Werte der Serie S2 eine starke Aktivität der Primärkomponente an. Dieser Befund ist vor allem im Zusammenhang mit den zur gleichen Zeit ausgeführten spektroskopischen Beobachtungen interessant.

7.2 RG - Kurve

Während der Beobachtungskampagne S2 wurden von HD 153919 am ESO 1.5m Teleskop im blauen Spektralbereich 2o Spektrogramme mit einer linearen Dispersion von 2o Å/mm aufgenommen (Tab. A4 im Anhang). HD 153919 wurde von Wolff & Morrison (1973) als O 6.5 f - Stern klassifiziert. Dieser Spektraltyp unterscheidet sich von normalen O - Sternen dadurch, daß He II 4686 stark in Emission erscheint und eine breite Emissionsstruktur auftritt, die die Linien N III 4634, 4641 und C III 465o sowie möglicherweise C IV 4659,466o umfaßt (Abbildung 12).

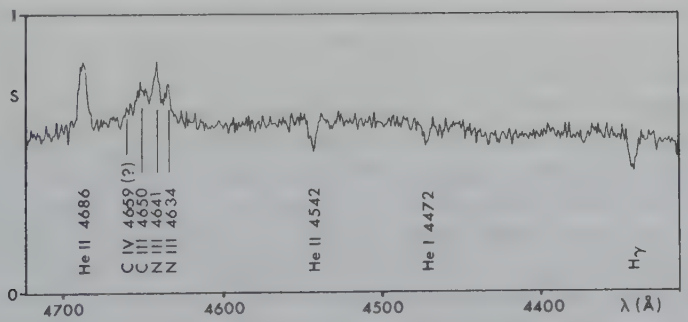


Abb. 12: Ausschnitt aus dem Spektrum von HD 153919 Platte F 5771; S = relative Schwärzung

Weitere Emissionen erscheinen im Bereich von H_δ sowie auf einigen Platten im Bereich von H_γ, gelegentlich auch an anderen Stellen des Spektrums. Diese Emissionen, vor allem bei He II 4686, deuten auf eine stark expandierende Gashülle hin. Hensberge et al. (1973) leiten daraus für den Sternwind eine Geschwindigkeit in der Größenordnung von 4ooo km/sec ab.

Die Absorptionslinien von HD 153919 sind breit und diffus. Auf allen Platten ist die Balmerserie von H_γ bis H_{11} sicher zu identifizieren, auf mehreren Platten bis zu H_{16}. Weiter können auf den meisten Platten identifiziert werden: H_β, He I 4o26,4472, He II 3923, 42oo, 4542 sowie die interstellaren Linien Ca II 3934, 3968. H_ε ist stark durch He II 3968 und Ca II 3934 gestört und wird daher im folgenden nicht weiter untersucht. Auch bei anderen Wasserstofflinien treten Störungen durch Blends anderer Linien auf (Hensberge et al., 1973). Da außerdem wegen der sehr breiten Profile die genaue Linienmitte nur schwer zu bestimmen ist, sind die Messungen der RG - Werte mit starken Unsicherheiten behaftet. Die Meßwerte für die identifizierten Einzellinien sind in Tab. A9 im Anhang aufgelistet. Die RG - Kurven der Einzellinien zeigen durchweg eine außerordentlich große Streuung der Meßpunkte, die deutlich über dem Meßfehler von etwa 2o km/sec liegt und daher in einer Variabilität des Sterns selbst begründet sein muß. Als Beispiele hierfür sind in Abb. 13 die RG - Kurven von H_δ, He II 4686 (em) und N III 4641 (em) dargestellt. Eine große Streuung der RG - Werte ist für den Stern nicht ungewöhnlich, wie ein Vergleich mit früheren Beobachtungen zeigt (z.B. Hammerschlag-Hensberge,1977, Hutchings et al.,1973). Wegen dieser starken Schwankungen war es aber nicht möglich, mit den in Kapitel 2 beschriebenen Fit-Programmen aus den Meßwerten der Einzellinien sinnvolle RG - Kurven zu berechnen. Um die Signifikanz der einzelnen Meßpunkte zu erhöhen, wurden daher die brauchbaren Wasserstoff- und Heliumlinien einer Platte zu Liniensätzen zusammengefaßt. Auswahlkriterien waren dabei, daß die Linien auf allen Platten gut meßbar und nicht durch andere Linien oder Emissionsstrukturen gestört waren. Außerdem sollte auch die Einzellinie eine signifikante RG - Variation zeigen.

Liniensatz W21 enthält H_8 bis H_{11}, Satz W22 H_8 bis H_{14} und Satz He2 schließlich He II 4200 und 4542. Außerdem wurden noch die Linien der Sätze W21 und He2 zusammengefaßt (W23). Dabei wurde V_o der He - Linien um -5 km/sec verschoben. Diese Verschiebung ist nötig, da sich für verschiedene Linien eine systematische Differenz in V_o ergibt, die mit dem unterschiedlichen Anregungspotential der betreffenden Linien zusammenhängt und die Entstehung der Linien in verschiedenen Atmosphärenschichten widerspiegelt. Besonders deutlich tritt dieser Effekt auch bei den Linien der Balmerserie auf (Balmerprogression). Die RG - Werte für die Liniensätze stehen im Anhang in Tabelle A1o, in Abb. 13 sind sie mit ihren Fehlerschranken dargestellt. Wie man erkennt, hat sich die Streuung der Meßpunkte durch diese Reduktion nur wenig verändert, was darauf hindeutet, daß es sich dabei um eine echte Variabilität des Sterns handelt.

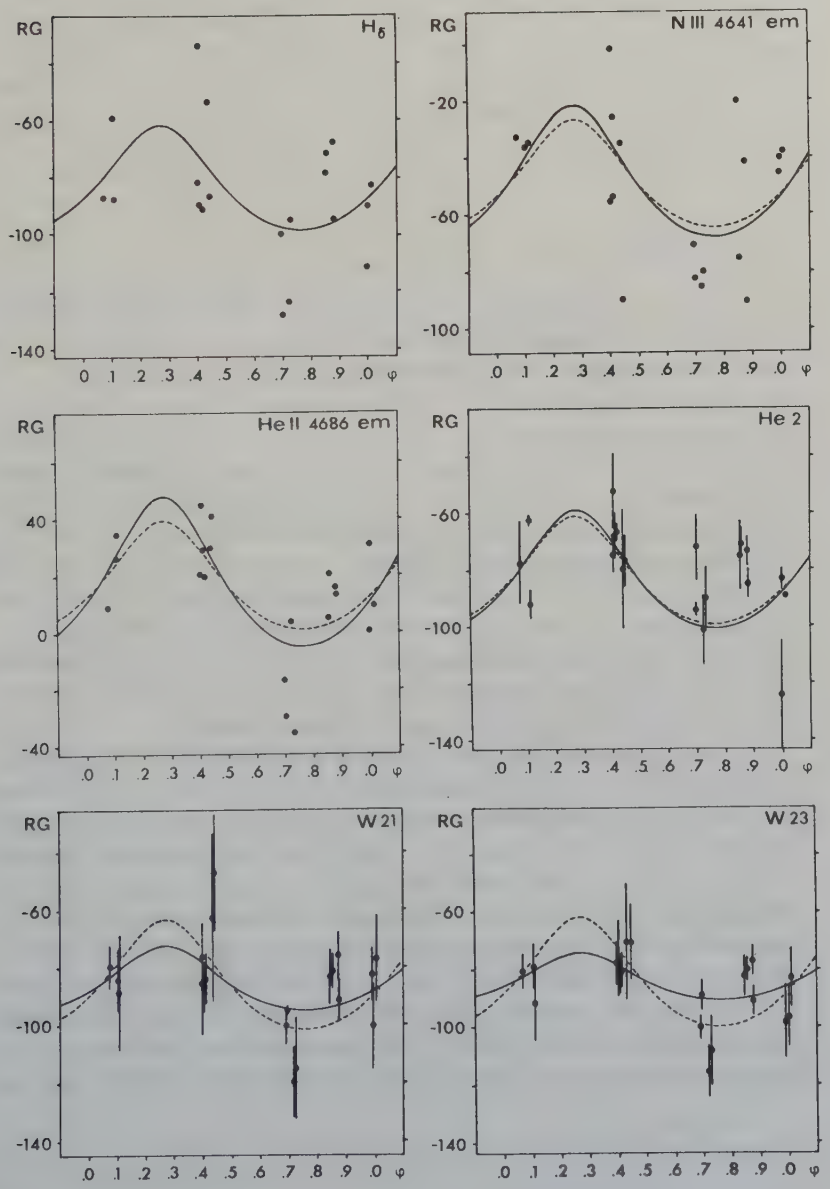
Aus diesen Liniensätzen können wegen der Streuung die Parameter der RG - Kurve ebenfalls nicht vollständig bestimmt werden. Es ist daher notwendig, bereits anderweitig bekannte Parameter vorzugeben. Dazu wurden die Ergebnisse einer ausgedehnten spektroskopischen Untersuchung des Systems von Hammerschlag-Hensberge (1978) herangezogen. Diese Arbeit beruht auf 76 Coudé-Spektrogrammen, wobei die meisten Platten eine lineare Dispersion von 12 Å/mm hatten. Aus den dort abgeleiteten RG - Kurven wurden die Werte für die Bahnexzentrizität ($e = o.16$), die Lage des Periastrons ($\omega = 5^o$) und den Zeitpunkt des Periastrondurchgangs (t_o = JD 2442477.65) übernommen. Mit Hilfe des Fitprogramms NLS8 (siehe Kap.2) wurden nun unter Vorgabe dieser Parameter die Schwerpunktsgeschwindigkeit V_o des Systems sowie die Amplitude K der RG - Kurve der optischen Komponente für die Einzellinien wie für die Liniensätze berechnet. Die Ergebnisse stehen in Tab. 16, die zugehörigen RG - Kurven sind in Abb. 13 als durchgezogene Linien eingezeichnet, ebenso die von Hammerschlag-Hensberge (1978) gefundenen mittleren RG - Kurven (gestrichelt), deren Parameter in Tabelle 17 angegeben sind.

Tabelle 16: HD 153919
NLS 8 - Fit der Einzellinien und Liniensätze

Linie	Anzahl	V_o	K	σ
H_β	14	-166.9 ± 6.o	-2.7 ± 9.9	1.1
H_γ	2o	-125.7 3.8	-o.4 6.2	o.9
H_δ	2o	-83.3 5.1	13.3 8.2	1.1
H_8	2o	-87.3 5.4	8.5 8.8	1.2
H_9	2o	-74.4 4.6	24.3 7.2	1.o
H_{1o}	2o	-76.o 7.6	11.4 12.o	1.6
H_{11}	2o	-1o5.o 5.8	-11.5 9.2	1.2
H_{12}	17	-117.5 8.3	-1o.o 13.3	1.7
H_{13}	16	-86.2 13.8	34.9 21.6	2.5
H_{14}	14	-87.3 15.o	13.4 22.5	2.7
He I 4o26	19	-1o4.3 3.9	9.4 6.2	o.8
He I 4472	16	-126.9 7.3	-2.6 11.5	1.3
He II 3923	5	-85.7 13.2	-13.1 19.7	1.5
He II 42oo	2o	-77.o 5.1	11.6 8.4	1.1
He II 4542	2o	-79.9 3.1	1o.8 5.o	o.7
He II 4686	2o	17.6 4.o	23.3 6.5	o.9
O II 4649	15	-34.8 8.7	3.4 14.1	1.6
C III 465o	15	-1o6.5 8.7	3.4 14.1	1.6
N III 4641	2o	-48.7 5.6	19.o 9.2	1.2
Ca II 3934	2o	-1o.5 1.4	1.6 2.3	o.3
W21		-85.6 2.7	11.2 3.6	1.2
W22		-86.8 3.6	13.1 5.9	1.3
He2		-83.3 1.7	2o.9 5.4	3.3
W23		-83.8 2.5	8.5 3.8	1.4

V_o und K in km/sec

Abb. 13: RG - Kurven von HD 153919 (RG in km/sec; φ = Bahnphase)
——NLS8 - Fit (Tab.17); - - - Hammerschlag-Hensberge (1978)



Nicht alle in Tabelle 16 aufgeführten Linien zeigen eine signifikante RG - Variation ($K > \Delta K$), so z.B. die höheren Glieder der Balmer - Serie, die He I Linien oder die Emissionsstrukturen bei O II 4649 und C III 465o. Dieser Befund steht im Gegensatz zu den Beobachtungen von Hammerschlag-Hensberge (1978), bei denen alle Wasserstoff- und Heliumlinien eine deutliche RG - Variation zeigen, und ist daher wohl der schlechten Statistik der Meßwerte zuzuschreiben. Die starken Emissionslinien He II 4686 und N III 4641 zeigen dagegen eindeutige RG - Variationen.

7.3 Diskussion

Beim System HD 153919 / 4U 17oo-37 liefern die Röntgenbeobachtungen eine Reihe von Hinweisen auf einen starken und variablen stellaren Wind der optischen Komponente. Außerhalb der regelmäßigen Röntgenbedeckungen ist die Röntgenstrahlung häufig im Bereich von Phase o.5 abgeschwächt. Die Dauer der Bedeckung bei Phase o.o schwankt von Zyklus zu Zyklus (o.6 - 1.1 Tage, Branduardi et al., 1978). Außerdem zeigt die Röntgenquelle unabhängig vom Energiebereich starke irreguläre Intensitätsschwankungen mit einer Zeitskala von ungefähr einer Stunde. Diese Resultate aus Messungen im Röntgenbereich lassen nach dem Standard - Modell für Röntgendoppelsterne auf eine entsprechend starke Variabilität des stellaren Windes der Primärkomponente schließen. Sie werden dabei durch die optischen Beobachtungen gestützt, die für HD 153919 einen ungewöhnlich starken Massenverlust ergeben: $1o^{-5}$ bis einige $1o^{-6}$ $M_{\odot}$/Jahr (Hutchings, 1976). Dies wird auch durch neueste Beobachtungsergebnisse des IUE - Satelliten bestätigt, die auf spektroskopischen Aufnahmen im fernen UV - Bereich starke P Cygni - Profile bei fast allen stellaren Linien zeigen (Dupree et al., 1978). Es ist daher bei diesem System noch schwieriger als bei Vela X-1, aus dem vorliegenden Beobachtungsmaterial quantitative Angaben über die Systemparameter abzuleiten. Bei den photometrischen Daten liegt dies vor allem daran, daß sich die Lichtkurven der verschiedenen Beobachtungsserien so signifikant unterscheiden, daß sie nicht zu einer mittleren Lichtkurve zusammengefaßt werden können. Um dies zu verdeutlichen, wurden

die beiden V - Lichtkurven der Serien M2 und S1 in Abb. 14 zusammen aufgetragen. Zum Vergleich ist noch eine "mittlere Lichtkurve" (durchgezogene Linie) eingezeichnet, die von van Paradijs et al. (1978) aus allen bis dahin veröffentlichten photometrischen Beobachtungsdaten abgeleitet wurde. Bei dieser Studie standen über 1ooo Meßpunkte zur Verfügung, die im Lauf mehrerer Jahre erhalten wurden. Trotz der großen mittleren Streuung (± o.o2 mag) ergibt sich als mittlere Lichtkurve eine für den Rotationslichtwechsel typische Doppelwelle, wobei erwartungsgemäß das Minimum bei Phase o.o (Röntgenbedeckung) mit einer Amplitude von o.o2 mag flacher ist als das bei Phase o.5 (Amplitude o.o4 mag).

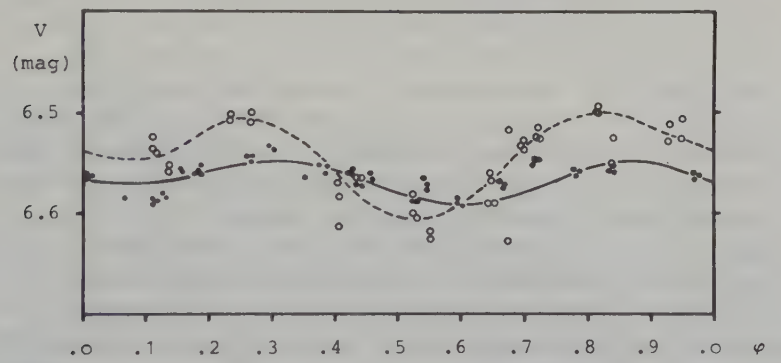


Abb. 14: V - Lichtkurven von HD 153919 (Kampagnen M2 und S1)
o M2; • S1; --- mittlere Lichtkurve von M2
——— mittlere Lichtkurve nach van Paradijs et al. (1977)

Wie Abb. 14 zeigt, stimmt die V-Lichtkurve der Serie S1 mit der mittleren Lichtkurve nach van Paradijs et al. (1978) recht gut überein. Auch die relativ geringe Streuung der Meßwerte deutet darauf hin, daß es sich bei dieser Lichtkurve eher um den Normalfall handelt. Die Lichtkurve M2 (gestrichelt) weicht dagegen in extremer Weise von der mittleren Kurve ab, wobei auch die stärkere

Streuung der Meßpunkte für eine besondere Aktivität der Primärkomponente zu dieser Zeit spricht. Bei allen optischen Lichtkurven fällt auf,daß sie gegenüber der aus den Röntgendaten abgeleiteten Bahnphase φ verschoben sind. Dies hat vermutlich mehrere Gründe. Der Epochennullpunkt wird durch die Mitte der Röntgenbedeckung festgelegt. Es gibt aber Anzeichen in der Röntgenlichtkurve dafür, daß bereits vor der eigentlichen Bedeckung der Röntgenquelle durch den Primärstern eine verstärkte Absorption auftritt (Branduardi et al., 1978). Als Ursache dafür kommen z.B. ein verstärkter Masseausfluß des Primärsterns am inneren Lagrangepunkt, asymmetrischer Sternwind oder Materieverdichtungen im "accretion-wake" der Röntgenquelle in Frage. Dies bedeutet aber, daß die beobachtete Röntgenbedeckung nicht symmetrisch zur tatsächlichen Bedeckung durch den Primärstern ist und dadurch eine Phasenverschiebung auftritt. Aus den spektroskopischen Bahndaten läßt sich ein Zeitpunkt für die theoretische Mitte der Bedeckung berechnen.Unter der Voraussetzung, daß die von Hammerschlag-Hensberge (1978) angegebene Bahnexzentrizität $e = 0.16$ real ist, ergeben sich folgende Werte: Primäres Minimum (Röntgenbedeckung) bei Phase $\varphi = 0.07$, erstes Maximum bei $\varphi = 0.27$, Sekundäres (tieferes) Minimum bei $\varphi = 0.47$ und zweites Maximum bei $\varphi = 0.77$. Ein Vergleich mit Abb. 14 zeigt, daß das Primäre Minimum der optischen Lichtkurven gut mit diesen theoretischen Werten übereinstimmt, was dafür spricht, daß in diesem Bereich (Rückseite der Primärkomponente) nur relativ geringe Störungen auftreten. Die anderen Extremwerte der Lichtkurven weichen dagegen zum Teil erheblich von den vorhergesagten Werten ab. Durch ungestörte Rotationslichtkurven können diese Helligkeitsvariationen daher nicht dargestellt werden. Van Paradijs et al. (1978) haben außerdem gezeigt, daß auch die beobachteten V - Amplituden nicht durch reinen Rotationslichtwechsel verursacht sein können. Als mögliche Gründe für die Abweichungen werden drei Effekte diskutiert: (1) Wegen des starken und variablen stellaren Windes ist die im Kontinuum sichtbare Atmosphärenschicht nicht in Ruhe und weicht damit von der Roche - Geometrie ab. (2) Systematische Asymmetrien im Sternwind führen ebenfalls zu unterschiedlicher Ausdehnung

der Photosphäre in den verschiedenen Richtungen. (3) Für Modellrechnungen werden i.a. planparallele LTE - Atmosphären angenommen; tatsächlich wird die Atmosphäre von diesem Modell abweichen und dabei eine phasenabhängige Anisotropie zeigen.

Bei der V - Lichtkurve M2 fällt auf, daß sie mehr Symmetrie bezüglich der Bahnperiode zeigt. Allerdings läßt sich auch hier die Lichtkurve vor allem im Hinblick auf das extreme Amplitudenverhältnis 1 : 2.5 und die starken Variationen in UV nicht durch reinen Rotationslichtwechsel erklären, wie ein Vergleich mit synthetischen Lichtkurven zeigte, die nach Ammann (1976) gerechnet wurden. Die Unterschiede zur mittleren Lichtkurve müssen mit einer besonderen Aktivität im System zusammenhängen, worauf auch die stärkere Streuung der Meßwerte und vor allem die insgesamt um etwa o.1 mag größere UV - Helligkeit hindeuten.

Bei Lichtkurve S2 streuen zwar die Meßwerte nur wenig, sie ist aber, soweit es sich aus den wenigen Meßpunkten erkennen läßt, gegenüber der mittleren Lichtkurve noch stärker in der Phase verschoben und weist ähnlich wie M2 in V und U große Amplituden auf. Die zugrunde liegende Aktivität ist möglicherweise auch für die starke Streuung verantwortlich, die bei der unmittelbar vor den photometrischen Beobachtungen aufgenommenen RG - Kurve auftritt. Zwar berichten auch andere Autoren von starken Schwankungen der RG - Werte (z.B. Hammerschlag-Hensberge, 1978; Hutchings et al., 1973), doch ist die Streuung im vorliegenden Fall (ΔRG bei den Liniensätzen bis zu 5o km/sec innerhalb weniger Stunden) besonders groß und liegt vor allem signifikant über dem Meßfehler. Dies läßt vermuten, daß die normalen RG - Variationen durch zusätzliche starke Materieströmungen im System verfälscht werden. Daher ergeben sich bei den meisten Linien wesentlich kleinere RG - Amplituden als bei den RG - Kurven von Hammerschlag-Hensberge (1978). Die Ergebnisse der Parameterberechnungen aus den Liniensätzen sind in Tabelle 17 zusammengefaßt, einschließlich der Resultate von Hammerschlag-Hensberge.

Tabelle 17: NLS8 - Fit der Liniensätze bei HD 153919

	W21	W22	He2	W23	H.-H.
V_o	-86.6 2.7	-86.8 3.6	-83.3 1.7	-83.8 2,5	
K	11.2 3.6	13.1 5.9	2o.9 5.4	8.5 3.8	19.o4 1.27
ω					5 22
e					o.16 8
t_o	2477.65 21	2477.65 21	2477.65 21	2477.65 21	
P	3.4118o 3	3.4118	3.4118	3.4118	3.4111
mF	14.3	17.2	26.8	12.3	
a·sin i	5.1 1.8	5.7 2.6	9.7 2.7	3.8 1.8	8.81 59
f(M)	o.ooo5 5	o.ooo6 1o	o.oo31 25	o.ooo2 3	o.oo23 5

V_o und K in km/sec; t_o in JD - 244oooo.o; ω in Grad;
P in Tagen; f(M) in Sonnenmassen, a·sin i in $1o^6$km.
Die Werte für ω und e wurden von Hammerschlag-Hensberge (H.-H., Spalte 5, 1978) übernommen.

4U 1700-37 ist seit kurzer Zeit auch als Röntgenpulsar mit einer extrem langen Periode von 97 Minuten bekannt (Matilsky & Jessen, 1978), die durch das Auftreten entsprechender optischer Pulsationen bestätigt wurde (Kruszewski, 1978; Surdej, 1978). Bislang konnte allerdings noch keine RG - Kurve für die Röntgenquelle abgeleitet werden, so daß das Massenverhältnis der beiden Komponenten noch nicht bekannt ist. Daher steht in diesem Fall nur die optische Massenfunktion für eine Abschätzung zur Verfügung. Wie Tabelle 17 zeigt, schwanken die Werte von f(M) stark von Liniensatz zu Liniensatz und liegen zudem im Bereich ihres Fehlers, so daß hieraus keine sinnvollen Werte abgeleitet werden können.

Die optischen Lichtkurven liefern aus den oben diskutierten Gründen keine verwertbare Aussage über Massen und Bahnneigung. Der Informationsgehalt dieser Daten kann wohl erst dann voll ausgeschöpft werden, wenn es möglich ist, bei den synthetischen Lichtkurven realistischere Modellatmosphären zu verwenden, die dynamische Effekte (expandierende Atmosphäre), Anisotropien, Abweichungen vom LTE usw. berücksichtigen.

8. Zusammenfassung

Die optischen Komponenten von vier Röntgendoppelsternen der südlichen Hemisphäre wurden im Rahmen mehrerer Kampagnen photometrisch und spektroskopisch beobachtet. Die Methoden zur Reduktion der Beobachtungsdaten sowie zu deren Auswertung im Hinblick auf die Parameterbestimmung der Doppelsternsysteme wurden geschildert. Aufgrund der vorliegenden Beobachtungsergebnisse wurden die vier Systeme unter Einbeziehung weiterer bekannter Daten aus dem optischen und dem Röntgen-Bereich diskutiert.

Krzemińskis Stern (Cen X-3) zeigte im März/April 1976 eine ungewöhnlich starke Streuung der photometrischen Meßwerte, die signifikant über dem Meßfehler liegt und bisher noch nicht beobachtet wurde. Diese Variabilität hängt vermutlich mit einem inaktiven Zustand der Röntgenquelle zu dieser Zeit zusammen. Wegen der beobachteten Streuung läßt sich aus diesen Daten keine Lichtkurve ableiten, da die erwarteten Amplituden des Rotationslichtwechsels kleiner sind als die gemessenen Streuamplituden. Optische Pulsationen im Bereich der Röntgenpulse (4.84 sec) wurden nicht gefunden.

Bei WRA 977 (4U 1223-62) zeigen die photometrischen Lichtkurven Evidenz für zyklische Helligkeitsschwankungen der optischen Komponente mit einer Zeitskala von etwa 2o Tagen und Amplituden bis zu o.1 mag. Im UV-Bereich wurde in einem Einzelfall eine Amplitude von ca. o.3 mag beobachtet. Aus Röntgenmessungen folgt für das System eine Bahnperiode von 4o.8 Tagen. Die beobachteten optischen Helligkeitsschwankungen können mit dieser Periode nicht durch Rotationslichtwechsel erklärt werden; für ihre Ursache müssen daher Aktivitäten in der Sternatmosphäre angenommen werden. Aus 11 Coudé-Spektrogrammen wurde eine Radialgeschwindigkeitskurve abgeleitet. Zusammen mit den Röntgendaten konnte daraus zum ersten Mal für dieses System das Massenverhältnis berechnet werden ($q = o.1o \pm o.o5$). Eine Bedeckung der Röntgenquelle während des Bahnumlaufs findet nicht statt, daraus folgt bei diesem Massenverhältnis für die Bahnneigung des Systems ein Wert $\leq 7c°$.

Dem Spektraltyp der Primärkomponente entspricht eine Masse von ca. 25 $M_\odot$; damit ergibt sich für die Röntgenquelle eine wahrscheinliche Masse im Bereich von 2 $M_\odot$. Zusammen mit Leuchtkraftkriterien deutet dies auf einen Neutronenstern als kompakte Systemkomponente hin. Optische Pulse wurden im Bereich der Bahnphase o.o gemessen, nicht jedoch bei Phase o.5.

Die photometrischen Lichtkurven von HD 77581 zeigen von Zyklus zu Zyklus starke Schwankungen in allen Farbbereichen. Diese Variabilität läßt sich im Zusammenhang mit gleichzeitigen Röntgenmessungen durch Aktivitäten des stellaren Windes deuten. Aus 21 Coudé-Spektrogrammen wurde eine RG-Kurve für die optische Komponente abgeleitet, deren Auswertung gegenüber den Röntgendaten eine größere Bahnexzentrizität ergibt. Dieser Befund kann ebenfalls durch die Existenz starker zirkumstellarer Materieströmungen erklärt werden. Aus der RG-Kurve läßt sich zusammen mit Röntgendaten ein Massenverhältnis von o.o9 ± o.o3 berechnen, in Übereinstimmung mit bisher bekannten Werten. Als kompaktes Objekt ist auch bei diesem System ein Neutronenstern wahrscheinlich.

Die optische Komponente der Röntgenquelle 4U 17oo-37 ist HD 153919, ein extremer Of-Überriese mit besonders starkem stellaren Wind und damit verbundenen Aktivitäten in allen Spektralbereichen. Die photometrischer Lichtkurven zeigen ungewöhnlich große Variationen von Zyklus zu Zyklus. Die Radialgeschwindigkeitswerte, die aus 2o Coudé-Spektrogrammen abgeleitet wurden, weisen eine große Streuung auf, die signifikant über dem Meßfehler liegt. Wegen der extremen Variabilität sowie wegen unzureichender theoretischer Voraussetzungen ist es bislang nicht möglich, dieses System konsistent zu beschreiben.

Ich danke Herrn Prof. Dr. H. Mauder für die Anregung dieser interessanten Arbeit und das Ermöglichen ihrer Durchführung sowie für das Überlassen von Beobachtungsmaterial.
Herrn Dr. M. Ammann danke ich für zahlreiche anregende Diskussionen sowie für die Möglichkeit, seine Computerprogramme zu benutzten.
Herrn Prof. Dr. H. Elsässer danke ich dafür, daß ich die Grant-Maschine des Max-Planck-Instituts für Astronomie benutzen konnte.

9. Literatur

Ammann,M., 1976, Mitt.Astron.Ges. 38, 225
Ammann,M., 1978, Dissertation, Tübingen
Ardeberg,A., Middelburg,F., 1975, ESO Bulletin 12, 25
Avni,J., Bahcall,J.N., 1975, ApJ 202, L131
Bahcall,J.N., 1978, Ann.Rev.A.A. 16, 241
Bart,J., Bok,P.F., 1960, MNRAS 121, 531
Bessell,M.S., Vidal,N.V., Wickramasinghe,D.T., 1975, ApJ 195, L117
Blumenthal,G.R., Tucker,W.H., 1974, Ann.Rev.A.A. 12, 23
Bord,D.J., Mock,D.E., Petro,L., Hiltner,W.A., 1976, ApJ 203, 689
Bowers,R.L., Gleeson,A.M., Pedigo,R.D., 1976, ApJ 205, 261
Branduardi,G., Mason,K.O., Sanford,P.W., 1978, MNRAS 185, 137
Brucato,R.J., Kristian,J., Westphal,J.A., 1972, ApJ 175, L137
Cameron,A.G.W., 1970, Ann.Rev.A.A. 8, 179
Canizares,C.R., McClintock,J.E., 1974, ApJ 193, L65
Chester,T.J., 1978, preprint
Chevalier,C.E., Ilovaisky,S.A., Mauder,H., 1976, IAU Circ. 2967
Chevalier,C.E., Motch,C., 1977, IAU Circ. 3146
Davidson,K., Ostriker,J.P., 1973, ApJ 179, 585
Dupree,A.K., Davis,R.J., Gursky,H., Hartmann,L.W., Raymond,J.C., Boggess,A., Holm,A., Kondo,J., Wu,C.C., Machetto,F., Sanford,M.C.W., Willis,A.J., Wilson,R., Ciatti,F., Hutchings,J.B., Johnson,H.M., Jugaku,J., Morton,D.C., Treves,A., van den Heuvel,E.P.J., 1978, Nature 275, 400
Forman,W., Jones,C., Cominsky,L., Julien,P., Murray,S., Peters,G., Tananbaum,H., Giacconi,R., 1978, ApJ Suppl. 38, 357
de Freitas Pacheco,J.A., Steiner,J.E., Quast,G.R., 1974, AA 33, 131
Giacconi,R., Murray,S., Gursky,H., Kellogg,E., Schreier,E., Matilski,T., Koch,D., Tananbaum,H., 1974, ApJ Suppl. 27, 37
Hammerschlag-Hensberge,G., 1978, AA 64, 399
Hammerschlag-Hensberge,G., Zuiderwijk,E.J., 1977, AA 54, 543
Hammerschlag-Hensberge,G., Zuiderwijk,E.J., van den Heuvel,E.P.J., Hensberge,H., 1976, AA 49, 321
Hammerschlag-Hensberge,G., de Loore,C., van den Heuvel,E.P.J., 1978, AA Suppl. 32, 375
Hardie,R.H., 1962, in: Stars and Stellar Systems 2, 178
Hensberge,H.,v.d.Heuvel,E.P.J.,Paes de Barros,M.H.,1973, AA 29, 69

Hoffman,J.A., Lewin,W.H.G., Doty,J., 1976, Bull.Am.Astr.Soc.8,441
Holt,S.S., Kaluzienski,L.J., Boldt,E.A., Serlemitsos,P.J., 1978, preprint
Hutchings,J.B., 1974, ApJ 192, 685
Hutchings,J.B., 1976, NASA SP-389, 531
Hutchings,J.B., Thackeray,A.D., Webster,B.L., Andrews,P.J., 1973, MNRAS 163, 13P
Kruszewski,A., 1978, Inf.Bull.Var.Stars 1424
Krzemiński,W., 1974, ApJ 192, L135
Jones,C., Liller,W., 1973, ApJ 184, L121
Lasker,B.M., 1974, Nature 25o, 3o8
Lewin,W.H.G., McClintock,J.E., Ryekman, S.G., Smith,W.B., 1971, ApJ 166, L69
Malone,R.C., Johnson,M.B., Bethe,H.A., 1975, ApJ 199, 741
Mason,K.O., Branduardi,G., Sanford,P.W., 1976, ApJ 2o3, L29
Matilsky,T., Jessen,J., 1978, IAU Circ. 3193
Mauder,H., 1974, IAU Circ. 2673
Mauder,H., 1975, ApJ 195, L27
Mauder,H., 1976a, NASA SP-389, 173
Mauder,H., 1976b, NASA SP-389, 179
Mauder,H., 1976c, Mitt.Astron.Ges. 38, 112
Mauder,H., 1976d, IAU Circ. 2946
Mauder,H., 1976e, ESO Messenger 5, 3
Mauder,H., Ammann,M., 1976, IAU Circ. 298o
McClintock,J.E., Ricker,G.R., Lewin,W.H.G., 1971, ApJ 16o, L23
Milgrom,M., Avni,Y., AA 52, 157
Moffat,A.E.J., Dachs,J., 1977, AA 58, L5
Morbey,C.L., 1973, Publ.Dom.Astr.Obs., Victoria, vol.XIV, no.9
Ögelman,H., Beuermann,K.P., Kanbach,G., Meyer-Hasselwander,H.A., Capozzi,D., Fiordilino,E., Molteni,D., 1977, AA 58, 385
Osmer,P.S., Hiltner,W.A., Whelan,J.A.J., 1975, ApJ 195, 7o5
Penny,A.J., Olowin,R.P., Penfold,J.E., Warren,P.R., 1973, MNRAS 163, 7P
Penston,M.V., Penston,M.J., Murdin,P., Martin,W.L., 1975, MNRAS 172, 313
Petro,L.D., 1975, ApJ 195, 7o9
Peterson,B.A., Middleditch,J., Nelson,J., 1975, ApJ 195, L31

Pounds,K.A., Cooke,B.A., Ricketts,M.J., Turner,M.J., Elvis,M., 1975, MNRAS 172, 473

Rappaport,S., Joss,P.C., McClintock,J.E., 1976, ApJ 206, L103

Rickard,J.J., 1974, ApJ 189, L113

Ricker,G.R., McClintock,J.E., Gerassimenko,M., Lewin,W.H.G., 1973, ApJ 184, 237

Schreier,E., Levinson,R., Gursky,H., Kellogg,E., Tananbaum,H., Giacconi,R., 1972, ApJ 172, L79

Steiner,J.E., 1977, AA 61, L35

Surdej,J., 1978, IAU Circ. 3290

Swank,J.H., Becker,R.H., Boldt,E.A., Holt,S.S., Pravdo,S.H., Rothschild,R.E., Serlemitsos,P.J., 1976, ApJ 209, L57

Tuohy,I.R., Cruise,A.M., 1975, MNRAS 171, 33P

van Genderen,A.M., 1973, Inf.Bull.Var.Stars 856

van Genderen,A.M., 1977a, AA 54, 683

van Genderen,A.M., 1977b, AA 54, 733

van Genderen,A.M., 1977c, AA 55, 473

van Genderen,A.M., Uiterwaal,G.M., 1976, AA 52, 139

van Paradijs,J., Takens,R., Zuiderwijk,E., 1977a, AA 52, 139

van Paradijs,J., Zuiderwijk,E., Takens,R.J., Hammerschlag-Hensberge,G., van den Heuvel,E.P.J., de Loore,C., 1977b, AA Suppl. 30, 195

van Paradijs,J., Hammerschlag-Hensberge,G., Zuiderwijk,E., 1978, AA Suppl. 31, 189

Vidal,N.V., 1973, ApJ 186, L81

Vidal,N.V., 1974, PASP 86, 317

Vidal,N.V., 1976, NASA SP-389, 575

Vidal,N.V., Wickramasinghe,D.T., Peterson,B.A., Bessell,M.S., 1974, ApJ 191, L23

Watson,M.G., Griffiths,R.E., 1977, MNRAS 178, 513

Weaver,H.F., 1952, ApJ 116, 612

Weidemann,V., 1968, Ann.Rev.A.A. 6, 351

White,N.E., Huckle,H.E., Mason,K.O., Charles,P.A., Pollard,G., Culhane,J.L., Sanford,P.W., 1975, IAU Circ. 2870

White,N.E., Mason,K.O., Huckle,H.E., Charles,P.A., Sanford,P.W., 1976, ApJ 209, L119

White,N.E., Mason,K.O., Sanford, P.W., 1978, MNRAS 184, 67 P

Wolff,S.C., Morrison,N.D., 1974, ApJ 187, 69
Zuiderwijk,E., Hammerschlag-Hensberge,G., van Paradijs,J., Sterken,C., Hensberge,H., 1977a, AA Suppl. 27, 43
Zuiderwijk,E., Hammerschlag-Hensberge,G., van Paradijs,J., Sterken,C., Hensberge,H., 1977b, AA 54, 167

1o. Anhang

Tabelle A1: Extinktionskoeffizienten

Datum	V		B-V		U-B	
	k_1	k_2	k_1	k_2	k_1	k_2
11./12.o3.76	o.134	-o.o23	o.o72	-o.o35	o.318	-o.o18
12./13.o3.76	.113	- .o47	.o73	- .o32	.351	- .o32
13./14.o3.76	.124	- .o15	.o59	- .o4o	.32o	- .o32
14./15.o3.76	.125	- .o22	.o57	- .o51	.4oo	- .o66
15./16.o3.76	.121	- .o13	.o73	- .o35	.324	- .o16
16./17.o3.76	.116	- .oo9	.o79	- .o33	.32o	- .o27
17./18.o3.76	.12o	- .o11	.o73	- .o33	.323	- .o19
18./19.o3.76	.134	- .o13	.o67	- .o47	.317	- .o12
19./2o.o3.76	.11o	- .o12	.o78	- .o28	.316	- .o2o
o1./o2.o4.76	.128	- .oo8	.o73	- .o23	.292	.o27
o2./o3.o4.76	.1o3	- .oo4	.o76	- .o26	.288	.o14
o3./o4.o4.76	.113	- .oo6	.o7o	- .o28	.288	.oo2
o4./o5.o4.76	.o89	- .o16	.o66	- .o32	.299	- .o1o
o5./o6.o4.76	.122	- .o13	.o71	- .o28	.3o3	- .oo9
o7./o8.o4.76	.18o	- .o12	.o81	- .o3o	.312	- .o12
o8./o9.o4.76	.187	- .oo5	.o78	- .o39	.3o7	- .oo2
1o./11.o4.76	.129	- .o12	.o78	- .o34	.3o5	- .o12
11./12.o4.76	.131	- .o1o	.o6o	- .o4o	.312	- .o14
o1./o2.o7.77	.133	.oo4	.o61	- .o28	.223	.o29
o2./o3.o7.77	.13o	.oo4	.o62	- .o29	.233	.o22
o4./o5.o7.77	.13o	.oo6	.o66	- .o26	.241	.o18
o6./o7.o7.77	.127	- .oo4	.o56	- .o31	.24o	.o2o
29./3o.12.77	.1o2	.oo3	.o4o	- .o37	.125	- .o38
3o./31.12.77	.123	.oo4	.o4o	- .o36	.129	- .o39
31./32.12.77	.129	.oo5	.o39	- .o36	.143	.o33
o1./o2.o1.78	.114	.ooo	.o48	- .o3o	.139	.o34
o2./o3.o1.78	.1o8	.oo1	.o46	- .o31	.143	.o31

Tabelle A2: V-Meßwerte von Cen X-3

JD	Phase	V	JD	Phase	V
2442849.6o85	o.9175	13.193	2442852.58o6	o.3415	13.268
2849.6253	.9255	13.436	2852.6846	.3913	13.464
2849.7387	.9798	13.3o8	2852.69o5	.3941	13.3o9
2849.7455	.9831	13.31o	2852.6944	.396o	13.365
2849.79o8	.oo48	13.2o7	2852.754o	.4246	13.232
2849.7957	.oo72	13.238	2852.7598	.4273	13.186
2849.8o16	.o1oo	13.277	2852.7681	.4313	13.311
2849.8o84	.o132	13.258	2852.8o16	.4474	13.178
2849.8142	.o16o	13.286	2853.5847	.8226	13.343
2849.85o6	.o335	13.165	2853.6723	.8646	13.25o
2849.8722	.o438	13.275	2853.6788	.8677	13.446
2849.879o	.o471	13.47o	2853.8o78	.9295	13.29o
285o.5334	.36o6	13.375	2853.8138	.9323	13.175
285o.5383	.363o	13.391	2853.8163	.9335	13.261
285o.544o	.3657	13.519	2854.5664	.2929	13.386
285o.5961	.39o7	13.44o	2854.5725	.2959	13.388
285o.6o23	.3936	13.571	2854.579o	.299o	13.283
285o.6o83	.3965	13.567	2854.5861	.3o24	13.27o
285o.7343	.4569	13.455	2854.5925	.3o54	13.371
285o.7451	.462o	13.619	2854.658o	.3368	13.295
285o.751o	.4649	13.479	2854.6634	.3394	13.244
285o.7568	.4676	13.3o6	2854.67o1	.3426	13.486
285o.8261	.5oo9	13.348	2854.6762	.3455	13.363
285o.831o	.5o32	13.334	2854.7911	.4oo6	13.343
285o.8359	.5o55	13.357	2854.7984	.4o41	13.337
285o.8496	.5121	13.332	2854.8o55	.4o75	13.267
285o.8546	.5145	13.267	2854.8122	.41o7	13.333
285o.858o	.5161	13.238	2855.5648	.7713	13.429
2851.5249	.8357	13.28o	2855.5735	.7755	13.325
2851.5296	.8379	13.139	2855.58o8	.779o	13.2o4
2851.5344	.84o2	13.169	2855.5871	.782o	13.237
2851.5391	.8425	13.2o5	2855.6567	.8153	13.345
2851.5467	.8461	13.178	2855.6642	.8189	13.44o
2851.5533	.8493	13.477	2855.6717	.8225	13.458
2851.5585	.8518	13.317	2855.7o99	.84o8	13.277
2851.6o93	.8761	13.256	2855.7162	.8438	13.3o1
2851.6172	.8799	13.294	2855.7232	.8472	13.362
2851.6481	.8947	13.435	2856.57oo	.2529	13.281
2851.6532	.8971	13.324	2856.5826	.259o	13.362
2851.6582	.8995	13.271	2856.62o4	.2771	13.383
2851.663o	.9o18	13.39o	2856.6272	.28o3	13.3oo
2851.7165	.9275	13.364	2856.6339	.2835	13.311
2851.7216	.9299	13.311	2856.7947	.36o6	13.545
2851.73o2	.934o	13.379	2856.8o17	.3639	13.381
2851.7896	.9625	13.226	2856.8o99	.3679	13.415
2851.8o13	.9681	13.149	2857.5631	.7287	13.364
2851.8497	.9913	13.349	2857.5685	.7313	13.344
2852.56oo	.3316	13.321	2857.5737	.7338	13.339
2852.5665	.3347	13.422	2857.6479	.7694	13.426
2852.5737	.3382	13.255	2857.6533	.772o	13.336

Tabelle A2 (Fortsetzung)

JD	Phase	V	JD	Phase	V
2442857.6596	0.775o	13.294	2442873.631o	o.4273	13.2o1
2857.6659	.778o	13.354	2873.8332	.5242	13.164
2857.827o	.8552	13.258	2873.8344	.5248	13.197
2857.8327	.8579	13.393	2873.8353	.5252	13.278
2857.8392	.861o	13.369	2873.8362	.5257	13.232
287o.7566	.o5o1	13.485	2873.8372	.5261	13.227
287o.7687	.o559	13.316	2873.8455	.53o1	13.355
287o.7819	.o623	13.16o	2873.8464	.53o5	13.286
287o.8738	.1o63	13.384	2873.8473	.531o	13.3o8
2871.5542	.4323	13.555	2873.8483	.5315	13.345
2871.7665	.534o	12.942	2873.8493	.5319	13.313
2871.7692	.5353	12.975	2873.8598	.537o	13.458
2871.77o1	.5357	13.o51	2873.861o	.5375	13.367
2871.7712	.5363	13.o11	2873.862o	.538o	13.426
2871.772o	.5366	13.o84	2873.8629	.5385	13.392
2871.7727	.537o	13.o75	2873.8638	.5389	13.441
2871.7733	.5373	13.1o5	2873.8648	.5394	13.398
2871.7763	.5387	13.16o	2874.5461	.8658	13.11o
2871.7785	.5398	13.183	2874.547o	.8662	13.1o9
2871.7792	.54o1	13.136	2874.5487	.867o	13.212
2871.78o1	.54o5	13.113	2874.5496	.8675	13.186
2871.784o	.5424	13.14o	2874.55o6	.868o	13.235
2871.7847	.5427	13.1o6	2874.5534	.8693	13.2oo
2871.7854	.5431	13.143	2874.5544	.8698	13.329
2871.7862	.5434	13.252	2874 5555	.87o3	13.239
2871.7881	.5444	13.136	2874.5565	.87o8	13.262
2871.7888	.5447	13.125	2874.5574	.8712	13.291
2871.79oo	.5453	13.163	2874.6299	.9o59	13.2oo
2872.7o55	.9839	13.141	2874.63o9	.9o64	13.2o1
2872.7o72	.9847	13.248	2874.6319	.9o69	13.143
2872.7o8o	.9851	13.221	2874.633o	.9o74	13.o86
2872.71o1	.9861	13.177	2874.634o	.9o79	13.142
2872.71o8	.9865	13.2o7	2874.6447	.913o	13.33o
2872.7117	.9869	13.325	2874.6459	.9136	13.259
2872.7125	.9873	13.285	2874.6477	.9145	13.386
2872.7132	.9876	13.269	2874.6491	.9151	13.423
2872.7178	.9898	13.186	2874.65o3	.9157	13.342
2872.7185	.99o1	13.176	2874.652o	.9165	13.292
2872.7196	.99o7	13.169	2874.6531	.9171	13.4o7
2872.72o4	.991o	13.228	2874.6674	.9239	13.271
2872.7213	.9915	13.116	2874.6687	.9245	13.27o
2872.722o	.9918	13.195	2874.67oo	.9252	13.3o6
2873.6149	.4196	13.151	2874.6735	.9268	13.389
2873.6156	.42oo	13.146	2874.6747	.9274	13.328
2873.6164	.42o3	13.123	2874.6763	.9282	13.342
2873.6173	.42o8	13.161	2874.7769	.9764	13.269
2873.618o	.4211	13.186	2874.778o	.9769	13.371
2873.6285	.4261	13.2o5	2874.779o	.9774	13.249
2873.6292	.4265	13.252	2874.7825	.9791	13.259
2873.63o4	.4271	13.232	2874.7844	.98oo	13.284

Tabelle A2 (Fortsetzung)

JD	Phase	V	JD	Phase	V
2442874.7854	o.98o5	13.322	2442876.8229	o.9567	13.388
2874.7865	.981o	13.267	2876.824o	.9572	13.388
2874.7881	.9817	13.355	2877.5262	.2936	13.333
2874.7891	.9822	13.426	2877.5277	.2944	13.334
2874.79o3	.9828	13.254	2877.5292	.2951	13.372
2874.7912	.9832	13.3o7	2877.532o	.2964	13.333
2874.7936	.9844	13.273	2877.5337	.2972	13.345
2874.7947	.9849	13.353	2877.536o	.2983	13.31o
2874.7959	.9855	13.268	2877.5379	.2993	13.321
2874.797o	.986o	13.297	2877.6227	.3399	13.228
2874.7984	.9867	13.17o	2877.6244	.34o7	13.3o2
2874.7994	.9872	13.33o	2877.626o	.3415	13.237
2874.8o69	.99o8	13.27o	2877.6284	.3426	13.242
2874.8o84	.9915	13.3o3	2877.6297	.3432	13.229
2874.8o95	.992o	13.4o1	2877.6313	.344o	13.322
2874.81o5	.9925	13.417	2877.8o25	.426o	13.31o
2874.8117	.9931	13.31o	2877.8o44	.4269	13.429
2875.577o	.3597	13.256	2877.8o6o	.4277	13.379
2875.578o	.36o2	13.235	2877.8o83	.4288	13.263
2875.579o	.36o7	13.225	2877.81o7	.43oo	13.348
2875.58o3	.3613	13.339	2877.8123	.43o7	13.238
2875.5817	.362o	13.27o	2877.8141	.4316	13.339
2875.5828	.3625	13.319	2879.6o22	.2883	13.o78
2875.585o	.3636	13.289	2879.6o69	.29o6	13.316
2875.5861	.3641	13.237	2879.6o8o	.2911	13.2o8
2875.5873	.3647	13.255	2879.6o93	.2917	13.314
2875.5887	.3653	13.26o	2879.6663	.319o	13.287
2875.5898	.3659	13.235	2879.6677	.3197	13.385
2875.5914	.3666	13.232	2879.669o	.32o3	13.373
2875.5926	.3672	13.233	2879.6716	.3216	13.337
2876.5395	.82o9	13.155	2879.6739	.3227	13.347
2876.54o7	.8215	13.188	2879.7676	.3676	13.365
2876.5421	.8221	13.224	2879.7691	.3683	13.4o1
2876.5463	.8242	13.223	2879.77o4	.3689	13.427
2876.548o	.825o	13.3o6	2879.7719	.3696	13.3o5
2876.5491	.8255	13.311	2879.7731	.37o2	13.372
2876.55o3	.8261	13.274	2879.7756	.3714	13.365
2876.552o	.8269	13.333	2879.7767	.3719	13.255
2876.6386	.8684	13.337	2879.7781	.3726	13.333
2876.64oo	.869o	13.232	288o.6195	.7757	13.o64
2876.6415	.8698	13.377	288o.6211	.7765	13.216
2876.6432	.87o6	13.3o4	288o.6378	.7845	13.388
2876.6443	.8711	13.315	288o.6393	.7852	13.326
2876.7974	.9445	13.38o	288o.64o4	.7858	13.4o2
2876.7985	.945o	13.3o7	288o.79o1	.8575	13.452
2876.7998	.9456	13.3o8	288o.7916	.8582	13.377
2876.8oo9	.9461	13.357	288o.793o	.8589	13.24o
2876.8o51	.9481	13.255	288o.7941	.8594	13.227
2876.8o66	.9489	13.339	288o.7998	.8621	13.399
2876.8o77	.9494	13.318	288o.8o13	.8628	13.265
2876.81o9	.95o9	13.334	288o.8o24	.8634	13.232
2876.8121	.9515	13.379	288o.8o37	.864o	13.28o
2876.8198	.9552	13.383	288o.8o51	.8647	13.3o7
2876.8217	.9561	13.388			

Tabelle A3: UBV-Meßwerte von WRA 977

JD	Phase	V	B-V	U-B
2442849.6752	o.8831	1o.766	1.766	o.479
2849.7142	.8841	1o.8o1	1.7o2	.432
2849.72o5	.8842	1o.785	1.739	.423
2849.759o	.8851	1o.8oo	1.722	.45o
2849.7687	.8854	1o.758	1.762	.324
2849.7747	.8855	1o.785	1.7o2	.426
2849.8289	.8869	1o.792	1.722	.421
2849.8345	.887o	1o.793	1.74o	.417
285o.6222	.9o63	1o.797	1.732	.5o7
285o.628o	.9o64	1o.782	1.764	.391
285o.634o	.9o66	1o.779	1.727	.4o6
285o.8o11	.91o7	1o.8o7	1.74o	.321
285o.8o7o	.91o8	1o.784	1.721	.438
285o.8132	.911o	1o.792	1.734	.359
2851.672o	.932o	1o.765	1.774	.491
2851.6777	.9322	1o.824	1.7o8	.518
2851.6823	.9323	1o.834	1.728	.416
2852.6479	.956o	1o.822	1.724	.559
2852.6547	.9561	1o.79o	1.786	.497
2852.6626	.9563	1o.784	1.8o7	.553
2852.7869	.9594	1o.75o	1.721	.365
2852.7925	.9595	1o.752	1.745	.445
2853.6113	.9796	1o.834	1.719	.515
2853.6173	.9797	1o.8o6	1.748	.3o8
2853.6244	.9799	1o.768	1.755	.312
2853.8241	.9848	1o.766	1.765	.318
2853.83o4	.9849	1o.8o6	1.741.	.4o4
2853.8368	.9851	1o.776	1.732	.461
2854.6314	.oo46	1o.8o2	1.71o	.343
2854.6372	.oo47	1o.795	1.719	.365
2854.643o	.oo49	1o.827	1.687	.511
2854.83o3	.oo94	1o.812	1.738	.329
2854.8379	.oo96	1o.797	1.753	.511
2855.627o	.o29o	1o.756	1.732	.377
2855.6337	.o291	1o.79o	1.734	.4o7
2855.64oo	.o293	1o.785	1.755	.384
2855.7985	.o332	1o.774	1.692	.491
2855.8115	.o335	1o.7o8	1.646	.458
2856.65o3	.o541	1o.786	1.748	.362
2856.6565	.o542	1o.75o	1.779	.379
2856.6632	.o544	1o.788	1.749	.419
2856.8556	.o591	1o.785	1.784	.377
2856.8645	.o593	1o.768	1.775	.331
2857.6173	.o778	1o.749	1.714	.448
2857.623o	.o779	1o.7o1	1.7o7	.5oo
2857.629o	.o78o	1o.725	1.729	.341
2857.8ooo	.o822	1o.746	1.7o2	.421
2857.8o57	.o824	1o.7o6	1.739	.446
2857.8114	.o825	1o.741	1.733	.43o
287o.8123	.4o11	1o.777	1.811	.584

Tabelle A3 (Fortsetzung)

JD	Phase	V	B-V	U-B
244287o.8235	o.4o14	1o.738	1.735	o.473
287o.8342	.4o17	1o.726	1.741	.432
2871.6759	.4223	1o.725	1.82o	.619
2871.68o4	.4224	1o.748	1.8o9	.596
2871.6855	.4226	1o.769	1.791	.582
2872.623o	.4455	1o.733	1.749	.548
2872.6251	.4456	1o.73o	1.757	.516
2872.657o	.4464	1o.722	1.754	.524
2872.6598	.4464	1o.735	1.769	.529
2872.8142	.45o2	1o.716	1.779	.541
2872.8175	.45o3	1o.73o	1.798	.6o7
2872.82o7	.45o4	1o.738	1.795	.561
2873.5771	.4689	1o.744	1.784	.632
2873.581o	.469o	1o.745	1.788	.664
2873.5868	.4692	1o.739	1.776	.688
2873.8813	.4764	1o.752	1.793	.591
2873.8869	.4765	1o.756	1.828	.747
2874.5972	.4939	1o.792	1.789	.512
2874.6o5o	.4941	1o.798	1.8o3	.597
2874.6o96	.4942	1o.8o8	1.799	.542
2874.8362	.4998	1o.8o2	1.784	.624
2874.8435	.5ooo	1o.768	1.7o9	.535
2874.852o	.5oo2	1o.763	1.718	.4o6
2875.6246	.5191	1o.797	1.738	.451
2875.6317	.5193	1o.775	1.756	.486
2875.6382	.5194	1o.77o	1.751	.411
2875.8354	.5243	1o.8oo	1.832	.494
2875.8413	.5244	1o.817	1.83o	.465
2875.847o	.5245	1o.766	1.757	.47o
2876.6o33	.5431	1o.79o	1.733	.461
2876.61o8	.5433	1o.767	1.731	.451
2876.62o6	.5435	1o.8o2	1.699	.44o
2876.8427	.5489	1o.816	1.7o1	.412
2876.85o3	.5491	1o.782	1.725	.378
2876.8577	.5493	1o.812	1.719	.394
2877.6o44	.5676	1o.795	1.758	.4o7
2877.6o82	.5677	1o.795	1.753	.366
2877.72o4	.57o5	1o.8o2	1.7o6	.386
2877.7258	.57o6	1o.783	1.774	.479
2877.8484	.5736	1o.796	1.745	.42o
2877.8515	.5737	1o.796	1.747	.38o
2879.6531	.6178	1o.831	1.712	.338
2879.6565	.6179	1o.834	1.723	.337
2879.7111	.6193	1o.799	1.729	.487
2879.7148	.6193	1o.8o8	1.74o	.432
2879.8182	.6219	1o.8o6	1.729	.338
2879.8212	.622o	1o.837	1.79o	.354
2879.88o2	.6234	1o.8o8	1.749	.357
2879.8836	.6235	1o.83o	1.74o	.38o
3326.6494	.5734	1o.833	1.7o2	.323

Tabelle A3 (Fortsetzung)

2443326.6525	o.5734	1o.831	1.713	o.329
3326.6581	.5736	1o.828	1.694	.346
3327.6435	.5977	1o.799	1.689	.4o5
3327.6462	.5978	1o.793	1.691	.35o
3327.65o7	.5979	1o.79o	1.715	.315
3329.623o	.6462	1o.8oo	1.681	.32o
3329.6261	.6463	1o.8o2	1.692	.37o
3329.6322	.6465	1o.794	1.7o4	.351
3329.6348	.6465	1o.78o	1.733	.336
3331.6o92	.6949	1o.824	1.7o7	.346
3331.61o9	.695o	1o.832	1.686	.35o
3331.6141	.695o	1o.833	1.694	.316
3331.6158	.6951	1o.827	1.698	.339
3331.6464	.6958	1o.833	1.697	.391
3331.6478	.6959	1o.813	1.734	.366
3331.6515	.696o	1o.826	1.7oo	.325
3331.6532	.696o	1o.827	1.7o9	.3o1
35o6.84o3	.9897	1o.79o	1.738	.259
35o6.844o	.9898	1o.798	1.738	.246
35o6.85o7	.9899	1o.789	1.744	.281
35o7.8375	.o141	1o.785	1.751	.274
35o7.84o7	.o142	1o.797	1.746	.259
35o7.8456	.o143	1o.797	1.728	.274
35o8.7462	.o364	1o.813	1.764	.261
35o8.7493	.o365	1o.81o	1.76o	.293
35o8.7549	.o366	1o.8o7	1.756	.271
35o9.7536	.o611	1o.846	1.719	.199
35o9.7571	.o612	1o.835	1.721	.265
35o9.7628	.o613	1o.834	1.736	.238
35o9.7657	.o614	1o.833	1.752	.224
351o.7559	.o857	1o.832	1.747	.283
351o.7592	.o857	1o.839	1.727	.31o
351o.7653	.o859	1o.836	1.741	.282
351o.7687	.o86o	1o.838	1.735	.268

Tabelle A4: Beobachtungsparameter der Spektrogramme

Platte	JD 244oooo+	Bel. Zeit
WRA 977		
F 5766	332o.64	$5^h\ 19^m$
F 5775	3321.64	5 35
HD 77581		
F 5764	332o.481	17
F 5765	332o.499	19
F 5773	3321.474	17
F 5774	3321.491	13
F 6o12	35o2.6o6	31
F 6o21	35o3.6o7	25
F 6o3o	35o4.598	25

Platte	JD 244oooo+	Bel. Zeit
HD 153919		
F 5758	3319.658	18 min
F 5762	3319.764	8
F 5763	3319.775	7
F 5767	332o.779	6
F 5768	332o.79o	8
F 5769	332o.8o2	7
F 577o	332o.815	8
F 5771	332o.899	15
F 5772	332o.918	23
F 5776	3321.777	6
F 5777	3321.787	7
F 5778	3321.864	12
F 5779	3321.886	19
F 5782	3322.8o3	9
F 5783	3322.813	9
F 5786	3322.856	11
F 5787	3325.72o	11
F 5788	3325.732	1o
F 5792	3325.8o8	1o
F 5793	3325.819	12

Tabelle A5: Platten - RG von HD 77581 und WRA 977

WRA 977

JD 244oooo+	RG (km/s)
2862.81	-51.o ± 14.1
2863.7o	-58.5 1o.o
2864.66	-53.7 11.5
2865.64	-37.8 1o.o
2867.72	-15.5 11.5
2868.72	-26.1 2o.o
2869.82	-68.5 14.1
2874.78	-65.5 8.9
2879.75	-68.8 1o.o
332o.64	-52.5 2o.o
3321.64	-55.8 11.5

HD 77581

JD 244oooo+	RG (km/s)
332o.481	-11.7 ± 4.5
332o.499	-3o.5 4.7
3321.474	17.5 4.5
3321.491	24.5 5.o
35o1.613	16.6 4.5
35o3.6o7	-17.9 4.5
35o4.598	-15.7 4.5

Tabelle A6: UBV-Beobachtungsdaten von HD 77581

JD	Phase	V	B-V	U-B
244285o.5673	o.5939	6.96o	o.432	-o.774
285o.5759	.5949	6.949	.434	- .699
2852.6259	.8235	6.913	.442	- .824
2852.63o1	.824o	6.931	.417	- .795
2852.6381	.8249	6.926	.377	- .735
2853.5965	.9318	6.979	.411	- .712
2853.6o12	.9323	6.977	.421	- .696
2853.6o31	.9325	6.972	.422	- .684
2853.6o87	.9332	6.979	.433	- .659
2854.6o76	.o446	6.975	.433	- .736
2854.6125	.o451	6.963	.448	- .748
2854.6176	.o457	6.966	.448	- .765
2855.6o23	.1555	6.931	.438	- .726
2855.6o68	.156o	6.939	.435	- .728
2855.6113	.1565	6.928	.443	- .718
2856.598o	.2666	6.957	.427	- .724
2856.6o22	.267o	7.oo4	.384	- .687
2856.6o65	.2675	6.957	.422	- .733
2857.5927	.3775	6.995	.446	- .684
2857.5979	.3781	6.999	.434	- .672
2857.6o22	.3786	6.992	.44o	- .716
287o.6772	.8369	6.91o	.457	- .65o
287o.7o91	.84o4	6.9o3	.447	- .626
287o.7184	.8414	6.911	.444	- .619
2871.5865	.9383	6.955	.42o	- .643
2871.5932	.939o	6.949	.417	- .636
2872.5997	.o513	6.953	.442	- .696
2872.6o55	.o519	6.951	.447	- .693
2872.6o88	.o523	6.952	.446	- .677
2873.5412	.1563	6.884	.441	- .717
2873.5447	.1567	6.883	.445	- .724
2873.6653	.17o1	6.876	.435	- .688
2873.6699	.17o6	6.878	.429	- .698
2873.7866	.1836	6.88o	.465	- .681
2874.5779	.2719	6.9oo	.44o	- .717
2874.5819	.2724	6.9o4	.438	- .712
2874.5866	.2729	6.9o1	.441	- .696
2874.6954	.285o	6.923	.442	- .696
2874.6994	.2855	6.923	.437	- .688
2874.7o43	.286o	6.924	.439	- .682

Tabelle A6 (Fortsetzung)

JD	Phase	V	B-V	U-B
2442875.61o2	o.387o	6.989	o.43o	-o.7o2
2875.6139	.3875	6.987	.433	- .7o6
2875.7o59	.3977	7.oo2	.436	- .7o4
2875.7o97	.3981	7.oo1	.433	- .694
2875.7159	.3988	6.997	.433	- .698
2876.5711	.4942	7.oo6	.446	- .693
2876.5754	.4947	7.oo1	.452	- .693
2876.71o6	.5o98	7.oo3	.446	- .688
2876.7142	.51o2	7.o11	.443	- .7o5
2876.72o4	.51o9	7.o13	.438	- .688
2877.5753	.6o62	6.941	.437	- .7oo
2877.582o	.6o7o	6.947	.433	- .711
2877.6744	.6173	6.94o	.424	- .682
2877.76o3	.6268	6.944	.422	- .637
2879.6334	.8358	6.891	.451	- .711
2879.7oo7	.8433	6.9o4	.451	- .7o4
35o7.6311	.8779	6.956	.422	- .6o8
35o7.6358	.8784	6.958	.424	- .6oo
35o7.6423	.8791	6.96o	.427	- .6o6
35o7.8o86	.8977	6.961	.437	- .611
35o7.8o99	.8978	6.957	.432	- .611
35o8.616o	.9877	6.926	.432	- .626
35o8.6179	.9879	6.919	.434	- .621
35o8.6225	.9885	6.925	.428	- .612
35o8.6241	.9886	6.931	.434	- .611
35o8.7398	.oo15	6.928	.435	- .624
35o8.7412	.oo17	6.931	.43o	- .617
35o9.6194	.o996	6.891	.419	- .6oo
35o9.6215	.o999	6.891	.414	- .6o1
35o9.6261	.1oo4	6.888	.423	- .61o
35o9.6283	.1oo6	6.889	.423	- .6o9
35o9.7229	.1112	6.888	.438	- .628
35o9.7242	.1113	6.892	.435	- .628
351o.6154	.21o7	6.93o	.424	- .612
351o.6186	.2111	6.937	.418	- .6o9
351o.6234	.2116	6.942	.427	- .615
351o.6253	.2118	6.935	.43o	- .619
351o.7268	.2232	6.946	.434	- .638
351o.7281	.2233	6.947	.431	- .637

Tabelle A7: RG der Einzellinien von HD 77581

	H_β	H_γ	H_δ	H_ε	H_8	H_9	H_{10}	H_{11}
5764	-18.8	-29.6	-11.8	-	15.9	-9.8	-12.5	-2o.6
5765	-43.4	-19.9	-7.3	-39.9	-37.o	-46.1	-6o.4	-11.1
5773	9.9	18.8	41.9	1.3	31.7	18.4	27.6	21.o
5774	-4.9	25.8	32.9	21.8	36.9	42.2	-	1o.5
6oo4	-1o.9	27.2	45.8	-1.5	14.7	24.7	43.o	29.9
6o21	-39.5	-24.6	4.2	-1o.o	-22.9	-8.9	-5.4	-42.9
6o3o	-44.o	-22.5	-1o.7	1.8	-29.4	-o.6	-5.1	-1o.8

	H_{12}	H_{13}	H_{14}	4922	4472	He I 4388	4o26	382o
5764	22.5	-88.2	-	-8.7	-25.4	-21.5	-6.7	1o.5
5765	7.1	-	-	-38.4	-24.8	-21.8	-5.1	
5773	2o.8	6.6	-	36.3	26.6	3o.2	2o.1	3o.5
5774	-	36.3	-	26.1	23.4	22.1	33.5	47.5
6oo4	22.9	5.7	3.6	27.3	12.1	-7.2	19.2	11.o
6o21	-6.6	-16.o	-o.9	8.7	-4.9	8.4	-6.3	-2.5
6o3o	-12.9	8.1	-23.7	-9.7	-14.8	-2o.3	2.1	-3.4

	Si IV 4o89	4116	O II 4642	4649	N III 4o97	Ca II 3968	3934
5764	5.1	11.o	-53.3	-	-11.o	22.2	17.o
5765	-1.7	3.4	-5o.1	-19.6	-11.6	-	23.6
5773	-	35.6	15.7	35.o	-	27.7	26.3
5774	-	47.6	-16.2	11.5	-	33.3	31.7
6oo4	32.8	15.9	-12.6	4o.o	49,8	26.8	24.4
6o21	2.5	9.4	-19.9	-1o.3	15.7	2o.3	21.7
6o3o	-5.7	12.1	-23.1	-4.1	-1o.3	26.7	25.8

	4553	Si III 4568	4575
5764	-16.2	-21.8	o.o
5765	-36.7	-3.8	-47.9
5773	11.o	36.4	12.5
5774	7.2	2.o	41.3
6oo4	12.1	-	-
6o21	-12.6	8.5	-1o.2
6o3o	-5.5	4.o	3.6

Tabelle A8: UBV-Beobachtungsdaten von HD 153919

JD	Phase	V	B-V	U-B
244285o.7679	o.6452	6.59o	o.292	-o.769
285o.7745	.6472	6.563	.289	- .74o
285o.78o7	.649o	6.567	.286	- .743
285o.7864	.65o7	6.591	.263	- .742
285o.8716	.6756	6.623	.254	- .763
285o.8768	.6771	6.519	.3o8	- .729
2851.7416	.93o6	6.529	.298	- .718
2851.7472	.9323	6.513	.299	- .773
2851.8o93	.95o5	6.527	.336	- .773
2851.8173	.9528	6.5o6	.292	- .726
2852.7778	.2343	6.5o8	.29o	- .762
2852.7823	.2357	6.5o3	.283	- .786
2852.8873	.2664	6.51o	.279	- .794
2852.89o9	.2675	6.5o1	.28o	- .798
2853.7689	.5248	6.581	.291	- .688
2853.7745	.5265	6.6o2	.281	- .716
2853.7793	.5279	6.6o4	.285	- .729
2853.8633	.5525	6.626	.286	- .731
2853.8674	.5537	6.618	.285	- .732
2854.7676	.8175	6.499	.271	- .727
2854.772o	.8188	6.495	.28o	- .735
2854.776o	.82oo	6.5oo	.277	- .731
2854.8525	.8424	6.551	.298	- .778
2854.8567	.8437	6.526	.285	- .778
2855.77o1	.1114	6.525	.259	- .724
2855.7743	.1126	6.537	.278	- .76o
2855.7823	.115o	6.54o	.27o	- .765
2855.8576	.137o	6.559	.268	- .758
2855.8614	.1381	6.553	.274	- .761
2856.7692	.4o42	6.57o	.267	- .7o9
2856.7739	.4o56	6.614	.3o1	- .781
2856.7782	.4o69	6.585	.286	- .727
2856.8816	.4372	6.565	.285	- .77o
2856.8853	.4382	6.565	.278	- .721
2857.7676	.6968	6.533	.273	- .759
2857.7728	.6984	6.53o	.274	- .771
2857.7775	.6997	6.535	.272	- .763
2857.8525	.7217	6.526	.284	- .767
2857.8562	.7228	6.516	.278	- .767
2857.86oo	.7239	6.527	.271	- .77o

Tabelle A8 (Fortsetzung)

JD	Phase	V	B-V	U-B
244287o.8838	o.5412	6.567	o.267	-o.632
287o.8911	.5433	6.571	.267	- .635
287o.8977	.5453	6.572	.264	- .627
2871.7o25	.7812	6.559	.264	- .6o9
2871.7o9o	.7831	6.563	.263	- .613
2871.7147	.7847	6.562	.267	- .617
2871.895o	.8376	6.556	.258	- .64o
2871.8997	.839o	6.557	.26o	- .642
2871.9o41	.84o3	6.554	.263	- .641
2872.6695	.o646	6.584	.267	- .6o3
2872.8287	.1113	6.586	.263	- .653
2872.8328	.1125	6.589	.259	- .651
2872.8359	.1134	6.587	.256	- .646
2872.88oo	.1263	6.581	.264	- .655
2872.89o2	.1293	6.584	.258	- .652
2873.6463	.35o9	6.563	.265	- .6o8
2873.7285	.375o	6.554	.27o	- .651
2873.7596	.3841	6.56o	.262	- .654
2873.7663	.3861	6.555	.264	- .653
2873.893o	.4232	6.56o	.258	- .661
2873.9oo9	.4255	6.561	.259	- .665
2873.9o85	.4278	6.558	.257	- .657
2874.7ïo5	.6628	6.57o	.259	- .633
2874.7157	.6643	6.57o	.266	- .637
2874.7197	.6655	6.576	.261	- .648
2874.8911	.7158	6.551	.26o	- .659
2874.8965	.7173	6.551	.266	- .657
2874.9o22	.719o	6.548	.261	- .657
2875.7578	.9698	6.561	.263	- .658
2875.7641	.9716	6.567	.261	- .664
2875.7695	.9732	6.563	.259	- .66o
2875.8812	.oo59	6.562	.258	- .664
2875.887o	.oo76	6.561	.257	- .663
2875.8928	.oo93	6.561	.258	- .661
2876.759o	.2632	6.544	.261	- .657
2876.7658	.2652	6.547	.263	- .662
2876.7715	.2669	6.544	.262	- .657
2876.87o6	.2959	6.534	.262	- .665
2876.8772	.2979	6.534	.263	- .661
2876.883o	.2996	6.535	.26o	- .661

Tabelle A8 (Fortsetzung)

JD	Phase	V	B-V	U-B
2442877.6524	o.5251	6.586	o.27o	-o.6o9
2877.6555	.526o	6.588	.269	- .619
2877.8827	.5926	6.588	.259	- .653
2877.8856	.5934	6.587	.258	- .652
2877.91o7	.6oo8	6.593	.257	- .65o
2879.8o19	.1551	6.556	.262	- .656
2879.8o45	.1559	6.558	.263	- .656
2879.89o8	.1812	6.558	.26o	- .657
2879.895o	.1824	6.557	.263	- .657
2879.9oo8	.1841	6.555	.263	- .655
2879.9o43	.1851	6.56o	.258	- .657
288o.7652	.4375	6.57o	.258	- .658
288o.7729	.4397	6.572	.255	- .658
288o.835o	.4579	6.562	.25o	- .653
288o.8379	.4588	6.564	.249	- .655
3326.699o	.14o8	6.569	.239	- .693
3326.7oo4	.1412	6.57o	.239	- .698
3327.6944	.4326	6.497	.241	- .718
3327.6955	.4329	6.5o5	.233	- .7o7
3327.6983	.4337	6.5o1	.232	- .71o
3327.7469	.448o	6.514	.231	- .715
3327.7481	.4483	6.5o9	.23o	- .714
3327.79oo	.46o6	6.5o8	.238	- .7oo
3327.7913	.461o	6.512	.233	- .7o5
3327.7935	.4616	6.515	.23o	- .7o5
3327.7947	.462o	6.514	.23o	- .696
3327.8383	.4748	6.527	.234	- .681
3327.8397	.4752	6.525	.222	- .683
3329.5795	.9851	6.493	.229	- .722
3329.581o	.9856	6.494	.222	- .716
3329.6o51	.9926	6.492	.229	- .726
3329.6o65	.993o	6.491	.227	- .721
3329.8427	.o623	6.475	.233	- .693
3329.8451	.o63o	6.474	.235	- .698
3329.85o6	.o646	6.488	.226	- .694
3331.5244	.5552	6.57o	.215	- .659
3331.5256	.5555	6.565	.223	- .671
3331.59oo	.5744	6.578	.215	- .668
3331.5912	.5747	6.581	.214	- .669
3331.664o	.5961	6.589	.214	- .664
3331.6652	.5964	6.585	.218	- .661
3331.6976	.6o59	6.588	.214	- .658
3331.6986	.6o62	6.588	.22o	- .664
3331.7443	.6196	6.585	.2o7	- .647
3331.7462	.62o2	6.591	.212	- .657
3331.83o1	.6448	6.597	.23o	- .656
3331.8313	.6451	6.593	.233	- .655
3331.8345	.6461	6.592	.236	- .655
3331.8356	.6464	6.594	.223	- .645

Tabelle A9: RG - Werte der Einzellinien von HD 153919

Platte	H_β	H_γ	H_δ	H_8	H_9	H_{10}	H_{11}	H_{12}	H_{13}	H_{14}
F 5758	-137.7	-154.4	-86.7	-69.3	-67.2	-96.4	-86.0	-116.3		
F 5762	-198.8	-130.3	-59.1	-97.8	-63.0	-71.3	-106.5	-92.4	-120.1	-190.6
F 5763		-125.2	-87.8	-102.6	-60.0	-54.2	-138.8	-161.5	-150.3	
F 5767	-166.2	-115.9	-81.8	-77.9	-55.7	-65.3	-108.2	-177.6		-98.0
F 5768	-167.0	-108.0	-34.0	-83.5	-46.5	-82.6	-131.7	-120.7	-75.8	-15.4
F 5769	-145.1	-130.3	-90.2	-90.7	-80.3	-66.4	-107.2	-124.7	39.4	-70.2
F 5770	-183.1	-121.0	-90.9	-73.1	-75.3	-79.4	-110.0	-67.6	-66.5	-39.1
F 5771		-140.9	-53.5	-71.3	-79.6	18.0	-119.4	-80.3		
F 5772	-168.6	-114.2	-86.7	-47.5	-82.8	-103.0	-105.8			
F 5776		-132.1	-100.0	-111.4	-98.1	-92.1	-94.0	-116.3	-176.6	-94.4
F 5777	-193.6	-129.7	-128.6	-96.6	-120.9	-153.7	-107.8	-143.6	-80.0	
F 5778		-77.9	-124.1	-99.2	-92.9	-84.5	-161.7		-188.4	-136.1
F 5779		-142.7	-95.2	-123.0	-66.3	-88.3	-70.5	-109.0	-76.0	-8.1
F 5782		-143.9	-111.7	-106.6	-109.2	-59.7	-105.0		-74.6	-46.0
F 5783	-179.5	-137.5	-90.2	-129.9	-35.1	-93.2	-79.2	-120.9	-112.0	
F 5786	-178.5	-132.4	-82.9	-102.2	-118.6	-95.5	-73.0	-106.5	- 91.8	-153.9
F 5787	-124.4	-122.9	-78.6	-37.7	-88.4	-86.5	-82.7	-54.5	-108.8	-118.5
F 5788	-184.1	-106.1	-71.6	-78.6	-69.3	-84.7	-96.9	-103.0	-58.4	-113.3
F 5792	-157.2	-112.5	-67.8	-80.0	-96.9	-65.5	-62.9	-155.0	-101.2	-86.7
F 5793	-151.3	-131.6	-55.0	-98.9	-101.9	-71.5	-95.0	-117.7	-94.6	-92.7

Tabelle A9 (Fortsetzung)

Platte	He I 4026	He I 4472	4200	He II 4542	4686	O II 4649	C III 4650	N III 4641	N III 4634	Ca II 3934
F 5758		-128.2	-63.3	-91.0	9.0	-12.6	-84.2	-32.6	-49.6	-12.4
F 5762	-96.4	-178.9	-64.3	-60.9	25.9	-21.4	-93.0	-36.3	-40.7	-13.9
F 5763	-95.2		-97.4	-86.9	34.4			-35.4	-20.0	-15.2
F 5767	-93.8		-80.5	-69.1	20.2	-88.4	-160.0	-55.7		-5.5
F 5768	-74.9	-117.2	-39.2	-65.7	44.5			-2.1		5.3
F 5769	-110.9	-127.3	-60.0	-76.2	28.7	-40.4	-112.0	-54.2	9.1	-11.5
F 5770	-107.9	-103.5	-63.9	-70.0	19.5	-58.2	-129.8	-26.1	-19.7	-14.7
F 5771	-111.8		-58.8	-101.1	29.4	-31.7	-103.3	-35.4	-61.4	-14.3
F 5772	-100.5		-86.0	-67.8	40.7	31.3	- 40.3	-90.4	2.0	-9.3
F 5776	-128.3	-122.4	-92.3	-96.6	-17.1	-62.0	-133.6	-71.2	-57.1	-11.1
F 5777	-114.2	-152.7	-83.5	-60.6	-30.0	-32.3	-103.9	-83.1	-65.3	-17.0
F 5778	-108.5	-147.7	-113.8	-89.4	3.6	-53.4	-125.0	-86.0	-80.3	-16.9
F 5779	-134.0	-164.7	-79.6	-100.5	-35.5	-14.0	-85.6	-80.8	-67.1	-10.7
F 5782	-114.6	-124.6	-143.7	-105.4	0.0			-46.1		-15.2
F 5783	-120.9	-118.3	-79.8	-87.0	30.6	-33.5	-105.2	-40.7		-19.3
F 5786	-125.2	-137.3	-89.9	-88.8	9.0	-3.0	-74.6	-38.6	-27.3	-10.8
F 5787	-70.3	-99.4	-62.9	-87.3	4.7	-81.5	-153.1	-20.8	-66.2	-4.9
F 5788	-91.6	-89.4	-75.9	-66.2	20.1			-76.0	-69.6	-10.8
F 5792	-104.6	-103.1	-68.8	-78.6	15.4			-42.2	-15.3	-0.7
F 5793	-114.5	-102.9	-80.2	-90.2	12.8	-31.5	-103.2	-91.2	-26.5	-7.2

Tabelle A1o: RG - Werte der Liniensätze von HD 153919

Platte	W 21	W 22	He 2	W 23
F 5758	-79.7 ± 7.o	-87.o ± 9.1	-77.1 ± 13.9	-8o.5 ± 5.7
F 5762	-84.6 1o.4	-1o6.o 15.9	-62.6 1.7	-79.o 7.5
F 5763	-88.9 19.8	-111.2 18.9	-92.2 5.3	-91.6 12.7
F 5767	-76.8 11.4	-97.1 18.o	-74.8 5.7	-77.8 7.4
F 5768	-86.1 17.5	-79.4 15.2	-52.5 13.2	-76.5 13.o
F 5769	-86.2 8.6	-71.4 2o.o	-68.1 8.2	-81.8 6.5
F 577o	-84.5 8.6	-73.o 7.9	-66.9 3.o	-8o.3 6.1
F 5771	-63.o 3o.o	-66.5 22.7	-8o.o 21.1	-7o.3 19.7
F 5772	-47.5 2o.o	-47.5 2o.o	-76.9 9.1	-7o.4 12.6
F 5776	-1oo.8 6.2	-112.9 11.4	-94.5 2.2	-1oo.3 4.o
F 5777	-95.2 1.3	-1oo.7 9.o	-72.1 11.5	-89.1 4.9
F 5778	-12o.4 12.o	-134.4 13.4	-1o1.6 12.2	-115.8 8.7
F 5779	-115.5 17.5	-93.6 17.9	-9o.1 1o.4	-1o8.7 12.2
F 5782	-82.9 9.2	-75.4 8.4	-124.6 19.2	-98.5 12.5
F 5783	-1o1.o 14.8	-1o6.1 1o.o	-83.4 3.6	-96.8 9.8
F 5786	-77.4 14.9	-94.6 13.4	-89.3 o.5	-83.5 1o.1
F 5787	-83.2 9.3	-86.4 8.3	-75.1 12.2	-82.5 7.4
F 5788	-82.4 5.8	-86.3 7.3	-71.o 4.9	-8o.3 4.1
F 5792	-76.3 7.8	-92.6 11.8	-73.7 4.9	-77.1 5.1
F 5793	-91.8 6.9	-96.1 5.2	-85.2 5.o	-91.3 4.6

Lebenslauf von Eberhard Schulz-Lüpertz

27.12.1948	geboren in Balingen als Sohn des Ingenieurs Willi Schulz und seiner Frau Anna geb. Gäßler
1955 - 1959	Grundschule
1959 - 1967	Oberschule
6.1967	Abitur am Staatlichen Gymnasium in Hechingen
1967 - 1969	Wehrdienst
4.1969	Immatrikulation an der Eberhard-Karls-Universität in Tübingen für das Studienfach Physik
1o.1971	Diplom - Vorprüfung
1973 - 1974	Diplomarbeit am Astronomischen Institut der Universität Tübingen über das Thema "Probleme der lichtelektrischen Sternphotometrie am Beispiel des Bedeckungsveränderlichen AW Ursae Maioris" bei Prof. Dr. H. Mauder
2.1975	Diplom - Hauptprüfung im Studienfach Physik
1975 - 1977	Tätigkeit als wissenschaftliche Hilfskraft
1o.1975	Beginn der Dissertation "Photometrische und spektroskopische Untersuchungen an vier südlichen Röntgendoppelsternen" bei Prof. Dr. H. Mauder am Astronomischen Institut der Universität Tübingen
11.1977	Wissenschaftlicher Angestellter am Astronomischen Institut
6.1978	Heirat mit Renate Lüpertz aus Eisenach

Meine akademischen Lehrer waren vor anderen die Herren Professoren und Dozenten Dres.:
M.Baumann, H.Krüger, F.Lenz, G.Mack, H.Mitter, G.Möllenstedt, R.Mühleisen, R.Schief, H.Stumpf (Physik);
G.Elwert, H.Mauder, J.Trümper, K.Walter (Astronomie);
M.Schramm, S.Temesváry (Geschichte der Naturwissenschaften);
H.Sohr, A.Wolf (Mathematik);
W.Kraus, W.Rüdorff (Chemie).

Druck: D. Gräbner, 8602 Altendorf - Tel. 09545/8791